Die Neuen Sterne

Inaugural-Dissertation

zur

Erlangung des Doktorgrades

genehmigt

von der Mathematisch-Naturwissenschaftlichen Fakultät der Friedrich-Wilhelms-Universität zu Berlin

Von

Siegmar Tuchenhagen

aus Brandenburg/Havel

Tag der mündlichen Prüfung: 15. Dezember 1937

Tag der Promotion: 10. Dezember 1938

Druck: Doktordruck — Graphisches Institut Paul Funk, Berlin SW 68, Friedrichstr. 231

Referenten: Prof. Dr. Guthnick
Prof. Dr. Kopff

R. UNIV.
BIBLIOTHEEK
LEIDEN

Inhaltsverzeichnis.

Seite

Kapitel I. Einleitung 5

Kapitel II. Die galaktischen Neuen Sterne 10

1. Die Lichtkurven 11
2. Die Eigenbewegungen 20
3. Die galaktische Konzentration 22
4. Die Radialgeschwindigkeiten 23
5. Die absoluten Helligkeiten 24

Kapitel III. Das Spektrum der gal. Neuen Sterne. 26

1. Der Spektraltyp der Praenova 26
2. Das Spektrum im Maximum 26
3. Der Farbenindex und das kont. Sp. 32
4. Die Verschiebung der Absorptionslinien 34
5. Die neutralen O- und C-Linien 37
6. Die Konturen der Emissionsbanden 38
7. Cyanbanden und unbekannte Linien 41
8. Das Nebelstadium 43
9. Das WR- und Endstadium 52

Kapitel IV. Die Häufigkeit der Erscheinung 54

„ V. Neue Sterne in anderen Systemen 56

„ VI. Die Super-Novae 60

„ VII. Nebel um Neue Sterne 63

„ VIII. Die Nova-ähnlichen Veränderlichen 67

„ IX. Andere Sterne mit Nova-Spektren 73

„ X. Die physikalische Deutung 74

„ XI. Die Theorien 81

„ XII. Schlußbemerkung 83

Digitized by the Internet Archive
in 2026

https://archive.org/details/IA41543927_0175

I. Einleitung.

In einer strengen Behandlung können nur die Neuen Sterne Berücksichtigung finden, die als solche mit unzweifelhafter Sicherheit erkannt und beobachtet worden sind. Die Erscheinungen vor dem Jahre 1572 sind von verschiedenen Seiten diskutiert worden, so gibt ZINNER[1]) 22 Neue Sterne zwischen 222 und 1783 an. Dann hat LUNDMARK[2]) alle verdächtigen Objekte zusammengestellt und diskutiert in den Jahren 134 bis 1578 etwa 48 Sterne, die als Novae aufgeflammt sein könnten. Eine beweiskräftige Grundlage fehlt allerdings, obwohl bei einer Anzahl von Fällen die Wahrscheinlichkeit sehr groß ist und eine galaktische Konzentration sowie eine Konzentration gegen das Milchstraßenzentrum verbürgt erscheint.

Es entfällt also zwangsläufig eine Berücksichtigung dieser wahrscheinlichen Neuen Sterne vor dem Jahre 1572, das uns die erste wissenschaftlich bezeugte Beobachtung dieses Phänomens brachte, nämlich die Entdeckung der N Cassiopeiae durch TYCHO BRAHE am 11. November 1572.

Fast alle früheren Beobachtungen und Aufzeichnungen unterliegen Verwechslungen mit Kometen oder bei höheren galaktischen Breiten mit Planeten. Auch sind oft veränderliche Sterne in ihrem Charakter nicht erkannt worden und gaben Anlaß zu falschen Identifikationen. Um daher alle Irrtümer zu eliminieren, beginnt die Tafel 1 mit dem Jahre 1572.

Ursprünglich galt das einmalige, plötzliche Aufleuchten eines bis dahin lichtschwachen Sternes als das wesentliche Charakteristikum einer Novaerscheinung. Dabei war das Helligkeitsmaximum im allgemeinen nur von kurzer Dauer und die Abnahme wesentlich langsamer als der bis zu 15 Größenklassen umfassende Anstieg, der sich in den meisten Fällen in wenigen Tagen vollzog.

Stellt man aber vor allem die spektralen Eigentümlichkeiten in den Vordergrund, so wird man auch Objekte als Neue Sterne klassifizieren müssen, die durchaus nicht streng die obige Definition erfüllen, sondern beträchtliche Abweichungen aufweisen. Die in der Hauptsache ins Auge fallenden Merkmale eines Novaspektrums, die auch zur Entdeckung einer großen Anzahl dieser Objekte auf alten Platten beitrugen und noch ständig beitragen, sind helle Linien und breite Emissionsbanden mit kurzwelligen Absorptionskomponenten, die eine starke Violettverschiebung aufweisen, die größenordnungs-

Tafel 1.

A. Galaktische Neue Sterne.

Nr.			$\alpha_{1900.0}$	$\delta_{1900.0}$	l	b	m_p	m_{max}	m_{ex}
1.	N Cassiop. (B)	1572	$0^h\ 19^m\ 17^s$	$+63^0\ 35.'8$	88^0	$+\ 2^0$	–	−4.5	13.8
2.	N Ophiuchi	1604	17 24 36	−21 24.3	332	+ 6	~12.0	−4.0	14.0
3.	N Vulpeculae	1670	19 43 31	+27 4.1	31	− 0	12.4	3.0	15.4
4.	N Sagittae	1783	19 27 59	+17 33.8	21	− 2		6.0	<15.0
5.	N Ophiuchi	1848	16 53 54	−12 44.0	335	+16	< 9.0	5.0	12.7
6.	N Arietis	1854	2 44 6	+17 5.1	128	−36	<12.0	9.5	<14.5
7.	N Leonis (U)	1855	10 18 42	+14 31.7	196	+54		9.5	<13.0
8.	N Arietis (W)	1855	3 14 37	+28 38.2	127	−22		9.5	<14.0
9.	N Bootis (T)	1860	14 9 24	+19 32.2	342	+67		10.0	<14.0
10.	N Arae	1862	17 29 13	−44 36.3	313	− 9	11.0	5.0	
11.	N Scorpii (U)	1863	16 16 48	−17 40.8	326	+20		9.1	<15.0
12.	N Cor. bor. (T)	1866	15 54 19	+26 12.2	10	+47	9.5	2.0	9.96
13.	N Virginis (X)	1871	11 56 36	+ 9 28.0	240	+69		8.0	11.6
14.	N Cygni (Q)	1876	21 37 47	+42 23.1	58	− 8	< 9.0	3.0	14.9
15.	N Comae ber.	1877	14 2 12	+21 4.7	345	+70			
16.	N Persei (V)	1887	1 55 6	+56 15.0	100	− 4	<14.0	9.0	<16.1
17.	N Aurigae (T)	1891	5 25 34	+30 22.2	145	− 0	13.7	4.2	14.9
18.	N Geminorum	1892	6 53 1	+17 7.1	144	+11		<7.0	
19.	N Scorp. (V 384)	1893	17 54 58	−35 39.2	324	− 8	<15.0	12.3	<15.0
20.	N Normae	1893	15 22 12	−50 13.8	295	+ 4	<14.8	6.9	16.3
21.	N Carinae (RS)	1895	11 2 55	−61 24.3	259	− 2	<14.0	7.4	15.8
22.	N Sagttr (LQ)	1897	18 22 10	−27 58.9	333	− 9	<16.5	13.0	<16.5
23.	N Ophiuchi (BB)	1897	17 18 22	−24 42.5	328	+ 4	<18.0	11.3	<18.0
24.	N Sagittarii	1898	18 56 13	−13 18.2	350	−10	<16.0	4.7	16.0
25.	N Sagittarii	1899	18 13 48	−25 13.5	335	− 6	15.6	8.5	16.5

26.	N Aquilae	1899	19	15	16	− 0	19.2	4	− 8	<14.7	6.8	<15.4
27.	N Scorp. (V 382)	1901	17	45	14	−35	23.6	323	− 6	<16.5	9.4	<16.5
28.	N Sagttr (HS)	1901	18	22	4	−21	38.2	349	− 5	16.5	11.5	16.5
29.	N Persei	1901	3	24	24	+43	33.7	119	− 9	13.5	0.0	13.5
30.	N Sagittarii	1901	18	0	27	−27	26.5	331	− 5	<16.1	10.3	<16.1
31.	N Puppis	1902	8	9	36	−26	15.8	214	+ 6	<16.0	7.0	<15.0
32.	N Geminorum	1903	6	37	49	+30	2.6	153	+13	15.0	5.1	16.8
33.	N Serpens (X)	1903	16	14	1	− 2	17.7	338	+30	<15.4	8.9	<15.4
34.	N Arietis	1905	3	19	19	+19	29.6	134	−28	<15.0	12.0	<15.0
35.	N Lyrae (SU)	1905	18	49	36	+36	23.4	34	+15	<15.0	10.0	14.0
36.	N Aquilae	1905	18	56	49	− 4	35.3	358	− 6	<16.8	5.0	<17.0
37.	N Velorum	1905	10	58	20	−53	50.9	255	+ 5	<16.5	9.7	<17.0
38.	N Sagittarii	1905	18	2	31	−32	29.1	327	− 8	<12.0	7.1	<12.0
39.	N Circini	1906	14	40	31	−59	35.0	285	− 1	15.0	9.5	15.0
40.	N Scorpii	1906	17	47	21	−34	20.4	324	− 6	<15.2	8.8	<15.5
41.	N Aquarii (VY)	1907	21	6	48	− 9	14.3	10	−37	<16.0	8.4	<16.0
42.	N Cygni	1909	19	49	55	+36	46.9	40	+ 4		10.2	
43.	N Arae	1910	16	38	1	−52	13.8	302	− 5	<16.3	6.0	17.5
44.	N Sagittarii	1910	17	53	49	−27	32.8	331	− 4	16.3	7.8	15.4
45.	N Lacertae	1910	22	31	45	+52	11.9	71	− 5	14.0	4.5	14.4
46.	N Persei (UW)	1912	2	2	26	+56	25.2	101	− 4	<15.0	13.5	<16.5
47.	N Geminorum	1912	6	48	25	+32	15.9	150	+13	15.0	3.7	14.5
48.	N Sagittarii	1912	18	28	47	−27	36.4	332	−11	<17.0	11.0	<17.0
49.	N Sagittae	1913	20	3	4	+17	24.3	25	− 9	<15.0	7.1	14.5
50.	N Sagittarii	1914	17	59	44	−31	44.9	328	− 7	<17.0	8.0	<14.0
51.	N Sagittarii	1914	18	28	19	−26	56.6	335	−16	<17.0	14.2	<17.0
52.	N Sagittarii	1914	18	34	55	−28	12.1	331	−12	<17.0	14.0	<17.0
53.	N Circini (AI)	1914	14	40	40	−68	26.4	279	−10	<16.5	10.9	<16.5
54.	N Aquilae (CM)	1914	18	56	4	− 3	15.9	359	− 5	16.4	14.4	16.4

(Fortsetzung von Tafel 1)

Nr.			$\alpha_{1900.0}$	$\delta_{1900.0}$	l	b	m_p	m_{max}	m_{ex}
55.	N Orionis	1916	$5^h\ 16^m\ 25^s$	+ 1° 4.'2	169°	−17°	<15.0	11.5	<13.5
56.	N Sagttae (SS)	1916	19 32 39	+16 23.1	21	− 3	<15.0	12.0	<13.0
57.	N Aquilae (CI)	1917	18 44 36	− 1 38.8	359	− 2	<13.5	11.0	<15.3
58.	N Ophiuchi	1917	16 48 24	−29 27.8	321	+ 7	<17.0	6.5	<17.0
59.	N Sagttr (BS)	1917	18 20 43	−27 8.9	334	− 9	16.0	9.2	<16.0
60.	N Leonis (RZ)	1918	11 32 15	+ 2 22.1	236	+60	<16.0	10.0	<13.0
61.	N Monocerotis	1918	7 21 54	− 6 28.5	189	+ 7	15.1	5.4	16.5
62.	N Aquilae	1918	18 43 48	+ 0 28.3	1	+ 1	10.5	−1.0	10.8
63.	N Sagittarii	1919	18 25 42	−29 27.8	333	−11	14.0	7.0	11.0
64.	N Ophiuchi	1919	18 9 27	+11 35.1	7	+12	<15.0	7.5	<15.0
65.	N Aquilae	1919	19 13 17	+ 1 36.3	5	− 6	<15.0	>10.4	15.0
66.	N Cygni	1920	19 55 55	+53 51.0	55	+12	<16.0	1.9	15.5
67.	N Normae	1920	15 32 1	−51 59.7	295	+ 2	16.5	9.0	16.5
68.	N Lyrae	1920	18 49 30	+29 6.3	28	+11	16.5	6.5	16.5
69.	N Scorpii	1922	17 41 40	−36 35.7	321	− 6	<15.0	9.9	<12.0
70.	N Vulpec. (SW)	1923	19 55 46	+22 39.7	29	− 5	<17.0	15.0	
71.	N Sagttr (FL)	1924	17 53 50	−34 35.7	324	− 7	<15.0	8.3	<15.0
72.	N Sagttr (GR)	1924	18 46 48	−25 37.6	355	− 7	16.6	11.4	16.5
73.	N Sagttr (FN)	1925	18 45 26	−19 10.1	343	−10	13.5	8.5	<12.0
74.	N Aquil. (DO)	1925	19 26 4	− 6 38.3	0	−13	<16.5	8.5	14.9
75.	N Pict. (RR)	1925	6 34 43	−62 33.3	239	−25	12.7	1.2	
76.	N Sagttr (FM)	1926	18 11 12	−23 40.3	333	− 5	16.5	8.6	<16.0
77.	N Sagttr (KY)	1926	17 55 8	−26 24.0	331	− 3	<16.5	10.6	<14.0
78.	N Circini (X)	1926	14 34 36	−64 47.1	282	− 5	<16.7	6.5	<16.7
79.	N Aquil. (EY)	1926	19 28 9	+14 43.0	19	− 3	<13.6	11.2	<16.0
80.	N Sagttr (V 363)	1927	19 5 0	−30 2.0	335	−19	16.0	8.8	16.0

81.	N Aquil. (EL)	1927	18	50	48	− 3	27.1	359	− 4	16.0	6.7	16.0
82.	N Tauri (XX)	1927	5	13	38	+16	36.7	155	−10	16.0	6.0	14.4
83.	N Lyrae (DM)	1928	18	53	11	+30	4.0	29	+11	<16.0	13.0	<16.0
84.	N Scorpii (KP)	1928	17	37	34	−35	40.9	322	− 5	<16.5	9.4	<15.0
85.	N Sagttr (V 441)	1930	18	15	58	−25	31.6	334	− 7	16.0	8.7	15.5
86.	N Eridani (UV)	1930	4	51	28	− 6	18.1	173	−27	17.0	10.5	<12.5
87.	N Sagttr (V 522)	1931	18	40	22	−25	30.2	337	−12	<15.3	12.9	
88.	N Centauri (MT)	1931	11	39	12	−60	0.2	263	+ 1	<14.0	8.6	
89.	N Geminorum	1933	1	16	25	+28	41.7	158	+21			
90.	N Herculis	1934	18	4	28	+45	50.5	39	+25	15.0	1.3	
91.	N Lacert. (CP)	1936	22	12	0	+55	7.1	70	− 1	15.0	2.3	
92.	N Aquilae I	1936	19	12	12	+ 1	32.1	5	− 7	16.5	7.0	
93.	N Sagittarii (V 630)	1936	18	2	6	−34	21.0	326	− 9		4.5	
94.	N Aquilae II	1936	19	21	48	+ 7	21.0	12	− 6	<15.0	5.0	

B. Nova-ähnliche Veränderliche.

1.	P Cygni	1600	20^h	14^m	6^s	$+37^0$	43.'1	44^0	$+1^0$	—	3.0	5.0
2.	η Carinae	1843	10	41	12	−59	10.4	255	− 1	(4.0)	−1.0	(8.5)
3.	Z Andromedae	1901	23	28	54	−48	16.7	78	−12	11.4	9.1	11.0
4.	T Pyxidis	1920	9	0	30	−31	49.2	225	+10	13.5	7.0	13.5
5.	RS Ophiuchi	1933	17	44	48	−16	40.2	348	+ 9	12.2	4.3	11.5

mäßig Werte bis zu 4000 km/sec erreichen kann. Durch zahlreiche Entdeckungen auf früher aufgenommenen Platten ragt besonders die Harvard-Sternwarte hervor.

Es gibt nun daneben noch die sogenannten Nova-ähnlichen veränderlichen Sterne, die getrennt am Ende der Tafel 1 aufgeführt sind und deren Spektren gesondert behandelt werden. Im Gegensatz zu einem überragenden Helligkeitsmaximum zeigen sie meist mehrere gleichwertige oder zeitlich weit auseinanderliegende Maxima verschiedener Größe, so daß in diesen Fällen der Name „Neuer Stern" nicht mehr gerechtfertigt erscheint. Andererseits können sie aber wegen ihres charakteristischen Novaspektrums nicht durch eine scharfe Grenze von den eigentlichen Novae getrennt werden. Aus diesem Grunde hat sich die Bezeichnung „Nova-ähnlicher Veränderlicher" durchgesetzt, zumal die Lichtkurven eine enge Beziehung zu den veränderlichen Sternen liefern.

II. Die galaktischen Neuen Sterne.

In der Tafel 1 findet man unter A eine Zusammenstellung aller beobachteten galaktischen Neuen Sterne seit 1572, und zwar nach dem Datum ihrer maximalen Helligkeit geordnet. Die Kolonnen 2 und 3 geben die Rektaszension und Deklination für den Zeitpunkt 1900.0. In den beiden nächsten Spalten sind die galaktische Länge (l) und die galaktische Breite (b) aufgeführt. Soweit hinreichende Daten gefunden werden konnten, kann man aus den letzten drei Kolonnen die Helligkeit der Nova vor ihrem Aufleuchten, also der Praenova (m_p), die Maximalhelligkeit (m_{max}) und die endgültige Helligkeit nach dem Ausbruch, also der Exnova (m_{ex}), entnehmen. Bei N Cassiopeiae 1572 und N Ophiuchi 1600 sind m_{max} nicht sicher bestimmt, die geschätzten Werte kommen aber der Wahrheit sehr nahe.

Sehr oft sind die geringen Helligkeiten für m_p nicht beobachtet, da die entsprechende photographische Platte nur bis zu Objekten einer bestimmten Grenzgröße reichte, so daß man in diesen Fällen nur eine obere Grenze für die Helligkeit der Praenova zur Verfügung hat.

Daß die Zahl der tabulierten Neuen Sterne bis 1936 nur etwa 100 Fälle umfaßt, ist auf die oft sehr geringe maximale Helligkeit zurückzuführen, die visuell meist nicht mehr beobachtet werden kann. Man ist hier vielmehr auf das Studium der photographischen Platten angewiesen. Aber es sind immerhin mehrere Aufnahmen desselben Objektes erforderlich, um eine Verwechslung mit veränderlichen Sternen unmöglich zu machen. Auf diesem Wege werden noch ständig jedes Jahr eine Reihe von zeitlich früher gelegenen Neuen Sternen entdeckt, und ein sorgfältiges Studium aller betreffenden Platten nur zu diesem Zweck würde die Zahl wesentlich vermehren.

In einigen wenigen Fällen mag es auch vorkommen, daß Sterne tabuliert wurden, die keine Novae sind. So mögen RZ Leonis und N Com. ber. 1877, U Leonis und X Vir. gewöhnliche Veränderliche sein, die vorhandenen Daten machen eine Entscheidung unmöglich. Also besteht gerade für Objekte mit galaktischer Breite größer als 60° die Möglichkeit, daß wir es nicht mit Neuen Sternen zu tun haben.

Unter B sind die Nova-ähnlichen Veränderlichen aufgeführt, bei denen die Angaben in gleicher Weise wie unter A geordnet sind. Die Helligkeit von P Cygni vor 1600 ist leider nicht bekannt. Für T Pyxidis und RS Ophiuchi sind die Helligkeiten eingesetzt, die sie Anfang 1937 besaßen. Die scheinbare Größe von η Carin. ist seit 1920 fast konstant 8.^{m}5.

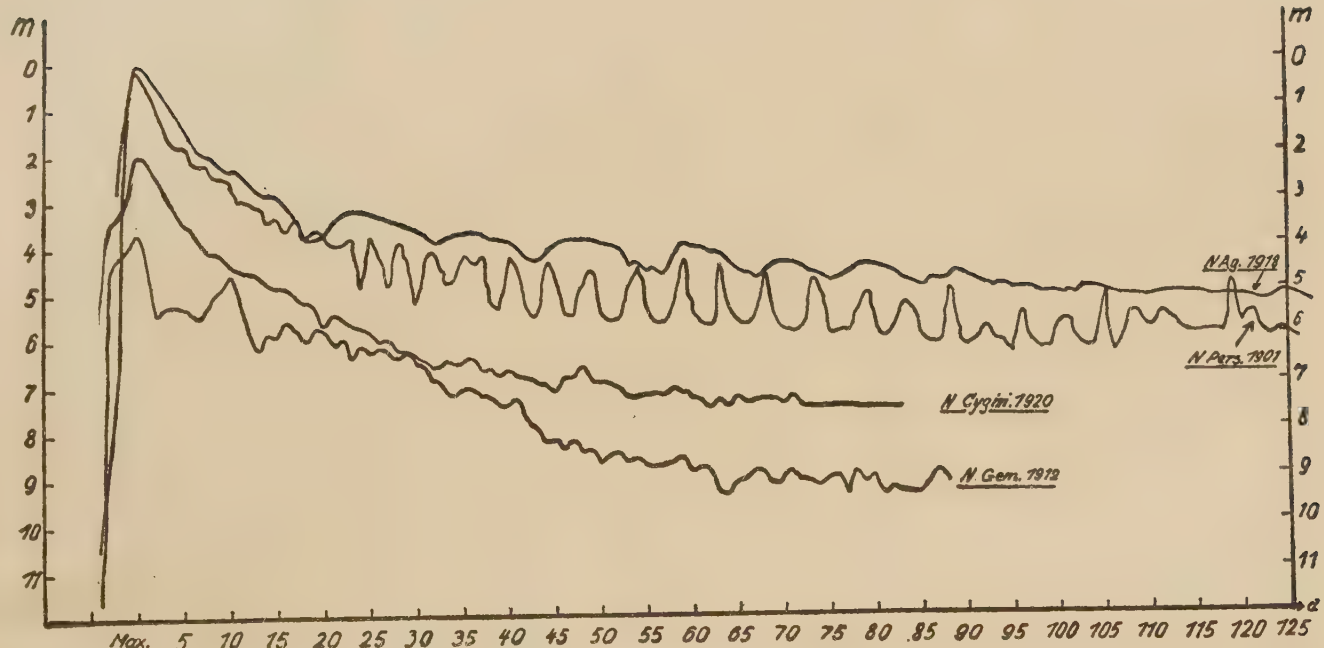
1. Die Lichtkurven.

Da der ansteigende Ast der Lichtkurve, der allerdings nur selten bekannt ist, oft durch eine geschlossene, stetige Gerade dargestellt wird, ist eine genaue Erörterung erforderlich. Die Beobachtung liefert folgende Daten:

N Pers. 1901:	Febr.	20.5	11^m	N Gem. 1912:	März	10.5	11.^{m}7
		21.7	2.^{m}7			11.5	4.^{m}6
		22.5	0.^{m}9			13.6	4.^{m}0
	Maximum!	23.4	0.^{m}1		Maximum!	14.6	3.^{m}6
N Aq. 1918:	Juni	3	11.^{m}3	N Pic. 1925:	März	13	3.^{m}0
		5	10.^{m}5		April	13	3.^{m}0
		7.8	6.^{m}6		Mai	25	2.^{m}3
		8.4	0.^{m}8		Juni	3	2.^{m}2
	Maximum!	9.9	—1.^{m}0		Maximum!	7	1.^{m}15
N Cyg. 1920:	Aug.	16.5	7.^{m}0	N Herc. 1934:	Dez.	11	13.^{m}5
		21.5	3.^{m}3			13	3.^{m}4
	Maximum!	23.5	2.^{m}0			15.0	3.^{m}3
					Maximum!	22.0	1.^{m}3

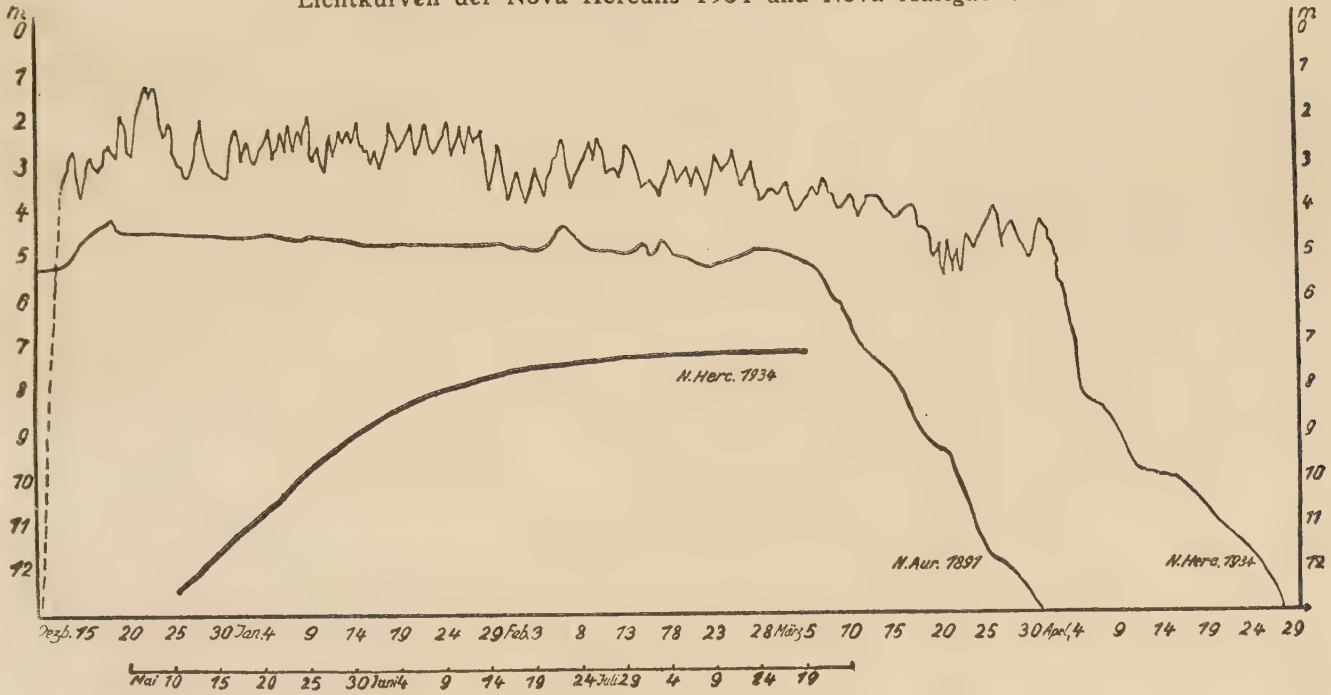
Die Zusammenstellung zeigt, daß der Helligkeitsanstieg keinerlei Regelmäßigkeit aufweist, es findet kein bestimmter, stetiger Zuwachs pro Tag statt. Bei N Gem. 1912 findet man einen Anstieg von 7.^{m}1 innerhalb 24 Stunden, bei N Herculis 1934 von 10.^{m}1 innerhalb 48 Stunden. In jedem Fall aber folgt auf einen zunächst steilen ein sich mit Annäherung an das Maximum stark verlangsamender Anstieg, so daß in den letzten 24 Stunden vor und bis zum Maximum der Zuwachs kaum mehr als 1^m ausmacht. Es wird vielmehr der größte Teil der Helligkeitssteigerung schon in den ersten Tagen nach dem Ausbruch erreicht.

Es sind nun nach den Helligkeitsbeobachtungen auf dem absteigenden Ast der Lichtkurve eine Anzahl von Einteilungen der Neuen


m
0
1
2
3
4
5
6
7
8
9
10
11
N Ag. 1918
N Pers. 1901
N Cygni 1920
N Gem. 1912
Max. 5 10 15 20 25 30 35 40 45 50 55 60 65 70 75 80 85 90 95 100 105 110 115 120 125
d

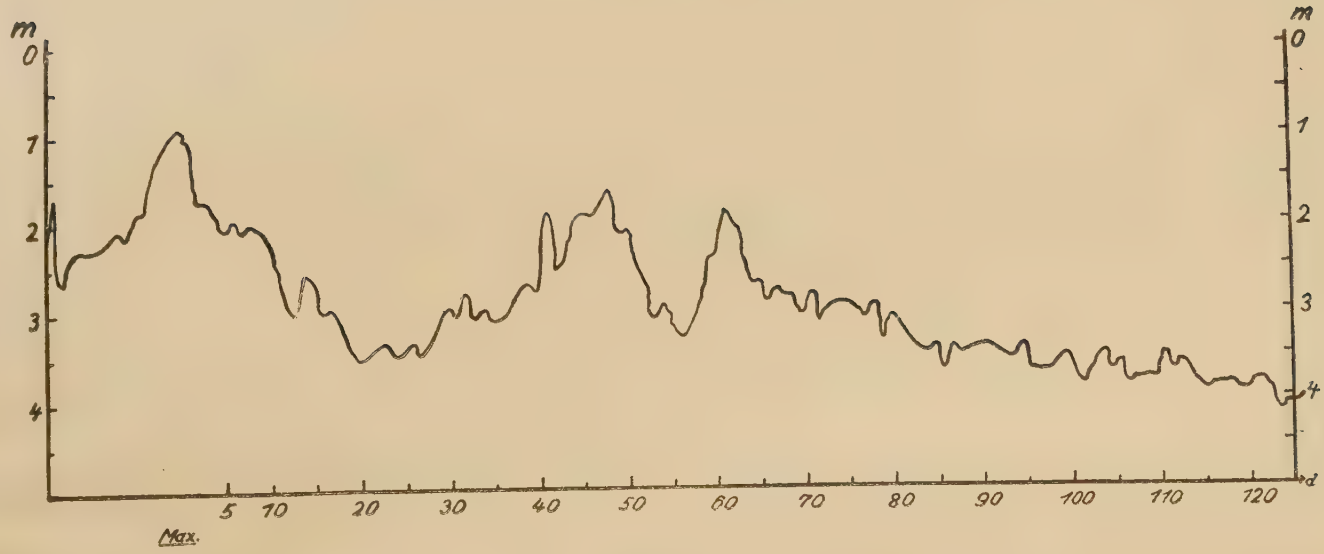
Figur 1

Lichtkurven der Nova Herculis 1934 und Nova Aurigae 1891



Figur 2

N Pictoris 1925



Figur 3

Sterne in einzelne Gruppen vorgenommen worden, aber bei allen derartigen Versuchen wurden die Nova-ähnlichen Veränderlichen den Neuen Sternen in einer Gruppe unterstellt. Da dieselben aber vollkommen von den eigentlichen Neuen Sternen getrennt werden, ihnen koordiniert werden, erscheint die folgende Einteilung in 4 Klassen als praktisch:

a) Auf einen steilen und schnellen, etwa 3 bis 4 Tage dauernden Anstieg zum Maximum folgt ein zunächst schneller, allmählich langsam werdender Abfall der Helligkeit, wobei bald nach dem Maximum sekundäre, regelmäßige Schwankungen einsetzen. Charakteristische Beispiele sind: N Persei 1901, N Gem. 1912, N Lacertae 1910, N Aquilae 1918 und N Cygni 1920. Der allmähliche Helligkeitsabfall in den ersten 20 Tagen beträgt 3^m. Die Praenovae zeigen Veränderlichkeit mit relativ großer Amplitude. Die Figur 1 gibt die Lichtkurven nach Harvard-Veröffentlichungen[3]).

b) Nach einem steilen Anstieg folgt ein relativ viel schnellerer Abfall zur ursprünglichen Helligkeit, z. B. N Cor. bor. 1866, N Gem. 1903, N Tau. 1927.

c) Auf ein langes, mehrere Monate andauerndes Maximum, wobei die Helligkeit fast konstant bleibt, folgt ein sehr schneller und steiler Abfall bis fast zur Helligkeit der Praenova. Innerhalb eines Monats setzt ein Wiederanstieg um $6—7^m$ ein. Wichtige Beispiele sind: N Aurigae 1891 und N Herculis 1934. Die Figur 2 gibt die Lichtkurven nach BEER[4]) und Harvard[5]).

d) Ein sehr langsamer, mehrere Monate dauernder Anstieg und Abfall mit unregelmäßigen Schwankungen, z. B. N Pictoris 1925, N Aquilae 1936 I. Die Lichtkurve der ersteren nach Harvard gibt die Figur 3.

Im allgemeinen setzen bei Klasse (a) die sekundären Schwankungen auf dem absteigenden Ast etwa zwei Wochen nach der Maximalhelligkeit ein. Am ausgeprägtesten sind dieselben bei N Persei 1901, N Geminor. 1912 und N Aquilae 1918. Dabei bleibt ein weiteres Absinken der mittleren Helligkeit bestehen, und zwar in diesen drei Fällen um eine weitere Größenklasse in 25 Tagen. Beginnen die sekundären Schwankungen bei N Geminor. 1912 mit einer wahrscheinlichen Periode von etwa 4 Tagen bereits 2 Tage nach dem Maximum, so stellen sie sich bei N Aquilae 1918 erst 16 Tage, bei N Persei 1901 erst 23 Tage nach dem Maximum ein. Während bei N Persei eine Periode von 4 Tagen angedeutet erscheint, ergibt sich bei N Aquilae ein Wert von 12 Tagen. Durch eine Zurückrechnung mit dieser zwölftägigen Periode findet man zwar am 26. 6. kein Maximum, dagegen gelangt man nach GUTHNICK[6]) am 9. Juni zum Hauptmaximum. Eine ähnliche Zurückrechnung läßt sich auch bei N Persei und N Gemin. mit der Periode von 4 Tagen durchführen. Obwohl bei

N Cygni 1920 der Anstieg zum Maximum relativ etwas langsamer war, muß die Einordnung in diese Klasse erfolgen, da auch hier die charakteristischen sekundären Schwankungen beobachtet wurden. Dieselben traten bei N Lacertae 1910 etwas später als allgemein, nämlich erst 40 Tage nach dem Maximum auf. Auch war ihre Dauer ziemlich unregelmäßig und die Amplitude recht klein. Bereits nach 4 Monaten waren die Schwankungen vollkommen verschwunden.

Im Gegensatz zu allen Vertretern dieser Gruppe erreichte N Lacertae 1910 ihre ursprüngliche Helligkeit bereits nach 3 Jahren wieder, ohne daß sich eine auch nur geringe Veränderlichkeit feststellen ließ.

N Persei ist viele Jahre vor dem Ausbruch als veränderlicher Stern beobachtet worden, und auch nach dem Zurücksinken auf die frühere Helligkeit hat sich diese Veränderlichkeit erhalten. Die Schwankungen hatten 1921 noch eine Amplitude von mehr als 1^m, dagegen erreichten sie 1933 diesen Betrag nicht mehr ganz. Bei N Aquilae schwankte die Helligkeit der Praenova desgleichen, und zwar um etwa eine Größenklasse, dagegen liegt die Helligkeit der Exnova etwa 10 Jahre nach dem Ausbruch ziemlich konstant bei $10.^m8$. Als Besonderheit tritt hier etwa 95 Tage nach dem Maximum eine wellenfreie Zeit auf, die etwa 25 Tage andauert.

Nach GUTHNICK[7]) laufen bei N Aquilae 1918 die lichtelektrischen Schwankungen zuerst mit denen im visuellen Gebiet parallel, dann wurde ihre Amplitude größer und war 2 Monate nach dem Maximum zwei- bis dreimal so groß. Stets liegen dabei die lichtelektrischen Messungen über den visuellen. Es hat danach den Anschein, als sei der Verlauf der Helligkeitsschwankungen in den beiden Gebieten verschieden gewesen.

Bei allen neuen Sternen dieser Gruppe wird eine beobachtete Periode mit wachsendem Zeitabstand vom Maximum stetig größer. So läßt sich z. B. bei N Persei ein Anwachsen der Periode bis zum Jahre 1923 auf etwa 1 Jahr verfolgen.

Auf eine engere Beziehung zwischen der Dauer der sekundären Schwankungen und ihrer Amplitude ist von MICZAIKA[8]) hingewiesen worden, und zwar erhält er bei N Aquilae 1918 eine gut ausgeprägte Beziehung zwischen dem Logarithmus der Dauer und den Amplituden. Eine entsprechende Anwendung auf N Persei und N Geminorum führt zu keinem Ergebnis.

In der Klasse (b) folgt auf einen steilen Anstieg ein relativ sehr schneller Abfall zur ursprünglichen Helligkeit, wobei der erste Teil des absteigenden Astes besonders steil ist, indem die Helligkeit hier bereits in wenigen Tagen um mehrere Größenklassen abnimmt. Sekundäre Schwankungen auf dem absteigenden Ast sind anscheinend nicht vorhanden. Während in Klasse (a) die Dauer der Rückkehr zur früheren Helligkeit im allgemeinen zwischen 7 und 20 Jahren

schwankt, verkürzt hier der steile Abfall trotz großer Amplitude diese Zeit auf etwa 1 bis 2 Jahre.

Das Bindeglied zur nächsten Klasse stellt nun N Coronae 1866 dar, da etwa 4 Monate nach dem Maximum ein neuerliches Aufleuchten um $1.^m5$ bis 8^m auftrat, gefolgt von einem langsamen Absinken auf die bereits erreichte Minimalhelligkeit.

Dieses Wiederaufleuchten nach dem Erreichen der Helligkeit vor dem Ausbruch charakterisiert die Gruppe (c). Die beiden bedeutendsten Erscheinungen in dieser Klasse, die in fast jeder Hinsicht betreffs der Lichtkurve eine sehr große Ähnlichkeit aufweisen, sind die N Aurigae 1891 und N Herculis 1934. In beiden Fällen zeigt die Lichtkurve eine bedeutsame Ausnahme vom allgemeinen Typ dadurch, daß die Maximalhelligkeit mehr als 2 Monate beibehalten wurde und dann der sehr steile Abfall um 11 Größenklassen in 2 weiteren Monaten erfolgte. Auch sind keinerlei Wellen auf dem absteigenden Ast vorhanden. Die Lichtkurve von N Aurigae 1891 ist leider nicht genau genug bekannt, um Einzelheiten zu erkennen, doch darf man wohl annehmen, daß unregelmäßige Schwankungen in der Maximalhelligkeit vorhanden waren. Deutlich aber geht aus den Beobachtungen hervor, daß etwa 4 Monate nach dem steilen Abfall ein neuer Anstieg der Helligkeit um $6.^m1$ auf $9.^m9$ stattfand. Danach sank die Helligkeit wieder langsam bis zum Minimum herab. Die Lichtkurve von N Herculis 1934 wird in fast allen Einzelheiten durch die gleichen Tatsachen charakterisiert. Vorher ein veränderlicher Stern zwischen $11.^m0$ und $14.^m6$, war er am 12. Dezember nicht heller als $6.^m0$, am 13. Dezember bereits $3.^m4$. Das Hauptmaximum wurde 11 Tage nach Beginn des Ausbruches am 22. Dezember mit der Helligkeit $1.^m3$ in langsamem Anstieg erreicht. Danach sank die Helligkeit nur wenig, blieb im Januar 1935 bei unregelmäßigen Schwankungen im Mittel fast konstant $2.^m5$, sank im Februar und März unter verstärkten Schwankungen nur langsam auf $4.^m5$ ab. Am 1. April begann plötzlich der zuerst sehr steile Abfall, der dann allmählich langsamer wurde. Am 1. Mai war das Helligkeitsminimum von $13.^m1$ erreicht, am 5. Mai begann ein steiler, sich dann verlangsamender Anstieg bis Anfang September auf $6.^m7$. Bis Ende 1935 blieb die Helligkeit konstant, nahm 1936 ganz langsam auf $7.^m4$ ab und war 1937 immer noch $7.^m8$.

Die Klasse (d) enthält Neue Sterne, deren Lichtkurven von denen typischer Erscheinungen schon recht weit entfernt sind, die aber durch ihr charakteristisches Nova-Spektrum noch unbedingt als solche zu identifizieren sind. Bei N Pictoris 1925 scheint der Zeitmaßstab ein viel größerer zu sein als in allen anderen Fällen. Die Lichtkurve weicht von der normaler Neuer Sterne merklich durch den sehr langsamen Anstieg zum Maximum ab. Nach dem Maximum, das am 9. Juni erreicht wurde, setzten unregelmäßige Schwankun-

gen mit bisweilen relativ großer Amplitude ein. Auf ein erstes Minimum am 29. Juni mit der Helligkeit $3.^m6$ folgte ein zweites Maximum von $1.^m7$ am 27. Juli, darauf wieder ein Minimum am 4. August mit $3.^m3$; ein neuerliches Maximum wurde am 9. August bei $1.^m9$ erreicht. Der dann einsetzende Abfall war von kleineren unregelmäßigen Schwankungen mit der Amplitude $0.^m3$ überlagert. Eine angedeutete Periode von 3—6 Tagen ließ sich nicht mit Sicherheit feststellen. Der Helligkeitsabfall um 3 Größenklassen dauerte 4 Monate. Im August 1926 betrug die Helligkeit immer noch $6.^m0$. In den folgenden 6 Jahren war die Helligkeit erst auf $8.^m6$ abgefallen. Einen in gleicher Weise ungewöhnlich langsamen Anstieg und Abfall zeigte auch N Aquilae 1936 I.

Man sieht, daß jede Gruppe ihre charakteristischen Vertreter hat und daß sich die einzelnen Gruppen in eindeutiger Weise voneinander unterscheiden. Es gibt allerdings Fälle, die sich dieser Klassifikation nicht genau fügen, sondern Übergängen entsprechen.

Wenn man die Amplituden betrachtet, die in den einzelnen Gruppen erreicht werden, so läßt sich nur sagen, daß allgemein die Neuen Sterne der Klasse (a) eine Amplitude aufweisen, die größer als 11^m ist. Allerdings ist N Lacertae 1910 eine Ausnahme Die häufigste Amplitude ist in dieser Gruppe $11.^m5$.

Nur in etwa 40 Fällen sind die Amplituden überhaupt bekannt. Davon liegen 50 % zwischen 7 und 10^m und etwa 10 % bleiben unter 7^m. Die restlichen 40 % halten ihre Amplituden in den recht engen Grenzen zwischen 11^m und 14^m. Größere Werte als 14^m scheinen bei normalen Neuen Sternen selten zu sein. N Cygni 1920 hat die größte Amplitude und stellt damit schon den Übergang zu den Supernovae dar, die obige Werte noch erheblich übertreffen.

Die Rückkehr zur ursprünglichen Helligkeit dauert im allgemeinen 7 bis 20 Jahre, allerdings zeigt Gruppe (b), daß bisweilen nur wenige Jahre benötigt werden. So genügt bei einer Anzahl von Fällen schon ein Zeitraum von 2 bis 5 Jahren. Fast alle Neuen Sterne erreichen wieder die ursprüngliche Helligkeit, nur N Gem. 1903, N Aurigae 1891, N Vulp. 1670 und N Mon. 1918 endeten 1 bis 2 Größenklassen schwächer als sie vor dem Ausbruch waren. Dagegen waren N Aq. 1925 und N Tauri 1927 als Exnovae 1 bis 2^m heller als vorher. Die weitaus meisten Exnovae sind veränderliche Sterne, allerdings überschreiten die Schwankungen nur selten den Betrag von 1^m. N Lacertae 1910 ist eine Ausnahme, denn sie erreichte eine vollkommen konstante Endhelligkeit.

Am Ende der Tafel 1 wurden unter B die sogenannten Novaähnlichen Veränderlichen aufgeführt, die durch ihr Spektrum eine sehr enge Verbindung zu den eigentlichen Neuen Sternen herstellen. Dagegen werden wir bei der Betrachtung ihrer Lichtkurven sehen, daß dieselben schon wesentliche und charakteristische Unter-

schiede gegenüber denen typischer Neuer Sterne aufweisen. Wenn man nur die Lichtkurven berücksichtigt, dann kann man auch in diesem Fall keine scharfe Grenze festlegen, denn wir finden bereits bei N Ophiuchi 1917 und 1919 zwei deutliche, gleichberechtigte Maxima ausgeprägt und bei N Vulpeculae 1670 sogar deren drei, die innerhalb eines Jahres aufeinander folgen. Es tritt sofort die große Ähnlichkeit mit dem ersten Vertreter der Nova-ähnlichen Veränderlichen hervor, nämlich mit T Pyxidis. Bei diesem Stern sind bis jetzt 3 Maxima von fast derselben Helligkeit in den Jahren 1890 (7.^{m}5), 1902 (7.^{m}5) und 1920 (7.^{m}0) beobachtet worden. Der Anstieg bis zum letzten Maximum dauerte etwa 12 Tage. In den zwischen den Maxima liegenden Jahren war die Helligkeit ziemlich konstant 13.^{m}5. Als ADAMS und JOY[9]) 1920 das Spektrum beobachteten, trat die enge Beziehung zu den Neuen Sternen hervor.

Der zweite Vertreter dieser Gruppe, RS Ophiuchi, würde sicherlich als unregelmäßiger Veränderlicher klassifiziert werden müssen, wenn nicht der spektrale Befund auf eine Novaerscheinung hingewiesen hätte. In früheren Jahren zwischen 11^m und 13^m schwankend, hatte RS Ophiuchi im Jahre 1898 sein erstes Maximum bei 7.^{m}7, dem ein Abfall bis etwa 11^m folgte. 1900 trat ein zweites, schwächeres Maximum auf, und im Jahre 1933 stieg die Helligkeit im August auf 4.^{m}3, und es konnte ein typisches Novaspektrum beobachtet werden. Auf dieses Maximum folgte eine schnelle Helligkeitsabnahme.

Wesentlich anders ist das Verhalten von η Carinae, der in dem großen unregelmäßigen Nebel NGC 3372 entdeckt wurde. Die äußerst lange Zeitskala von N Pictoris 1925 wird hier noch um ein Vielfaches übertroffen, denn der Lichtanstieg zum Maximum zog sich über viele Jahre hin. Am Ende des 17. Jahrhunderts war die Helligkeit etwa 3—4^m, in der Mitte des 18. Jahrhunderts etwa 2—3^m. In den Jahren 1811 bis 1827 erfolgte ein Anstieg von 4^m auf 1^m, dann wurde ein Schwächerwerden beobachtet. Endlich setzte ein neuer Lichtanstieg ein, und im Jahre 1843 wurde die bisher größte Helligkeit mit — 1.^{m}0 erreicht. Der dann einsetzende Abfall war wiederum ungewöhnlich langsam, und 1895 bis 1920 lag die Helligkeit bei etwa 8.^{m}3.

Bei Z Andromedae ergab sich 1901 unter unregelmäßigen Schwankungen ein Anstieg von 11.^{m}4 auf 9.^{m}1. Darauf sank die Helligkeit wieder auf 11.^{m}0 herab, und erst 1915 folgte wieder eine unregelmäßige Aufhellung auf 8.^{m}3. Auch in den beiden folgenden Jahren fanden 2 weitere Lichtanstiege statt, so daß im ganzen 4 Maxima beobachtet werden konnten. Die Ähnlichkeit des Spektrums mit dem eines Neuen Sternes wurde von Miss CANNON[10]) festgestellt.

Ein besonders eigentümlicher Fall ist schließlich P Cygni 1600, dessen Spektrum seit vielen Jahren Novacharakter hat. Das erste

Maximum lag bei 3^m, darauf folgte ein Abfall und 1655 ein zweites Maximum bei 3^m. Etwa 10 Jahre später trat wieder ein, allerdings weniger ausgeprägtes, Maximum auf, dem ein langsamer Abfall folgte, und seit 1667 ist die Helligkeit nahezu konstant $5.^m0$ geblieben. Neuerdings ist auf Grund von genauen lichtelektrischen Messungen von KHARADSE, NIKONOV und KULIKOVSKY[11]) eine geringe Veränderlichkeit von $0.^m16$ innerhalb eines Monats sichergestellt worden.

In bezug auf die Lichtkurven bilden T Pyxidis und RS Ophiuchi ein Zwischenglied zwischen den Neuen Sternen und den U Geminorum-Sternen. KUKARKIN und PARENAGO[12]) fanden zwischen der Amplitude und der Zeit zwischen zwei aufeinanderfolgenden Lichtausbrüchen bei den U Geminorum-Sternen folgenden Zusammenhang: Je größer die Zwischenzeit zweier Ausbrüche, desto heller leuchtet der Stern auf. Wenn nun eine engere Beziehung zu den eigentlichen Neuen Sternen besteht, dann wäre zu erwarten, daß letztere öfter aufleuchten. Obwohl diese Annahme aus später zu erörternden Gründen bereits gemacht wurde, erscheint sie doch aus der letzteren Beziehung recht zweifelhaft zu sein, denn N Coronae 1866 und N Sagittarii 1899 mit ihren relativ kleinen Amplituden hätten bereits einen zweiten Ausbruch erleiden müssen.

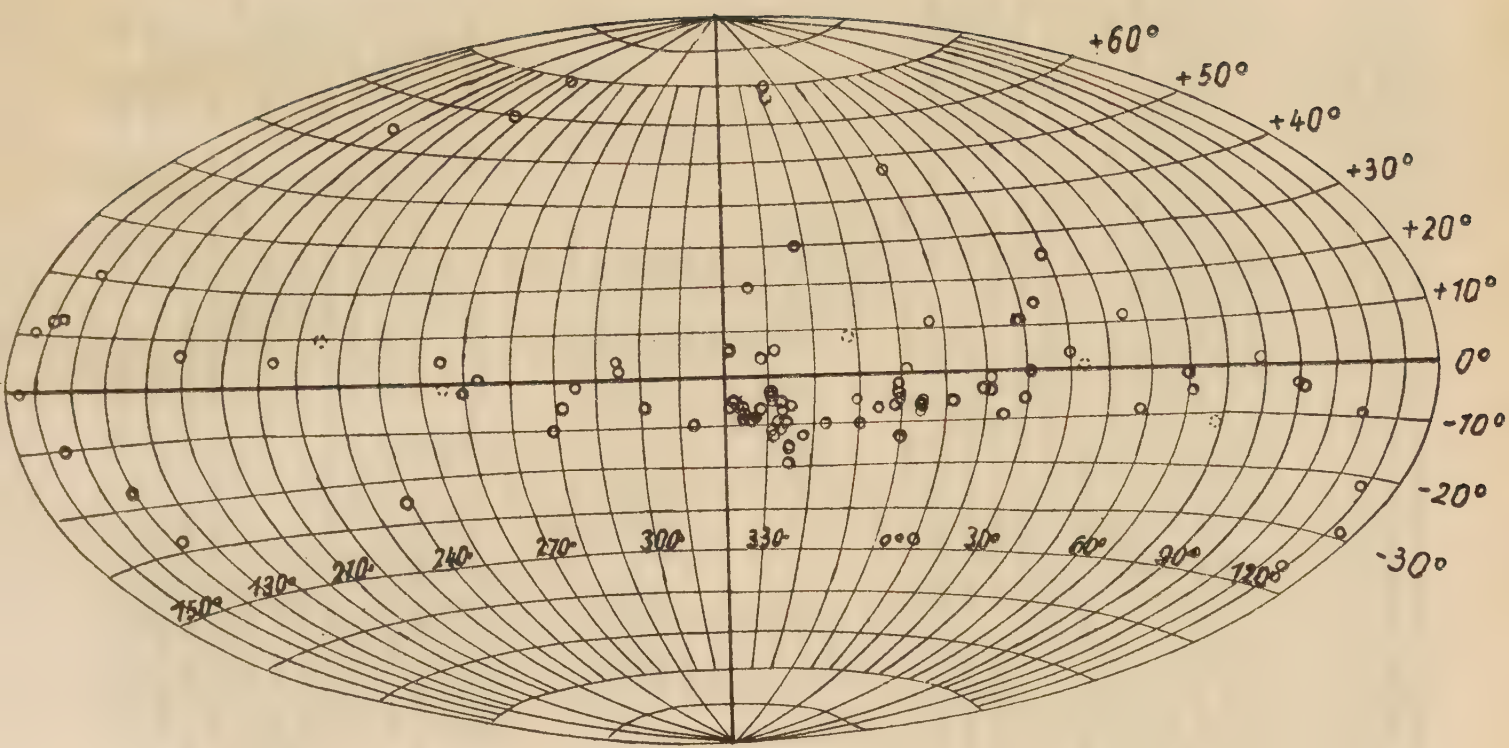
Sehr wahrscheinlich sind noch mehr Sterne mit Nova-ähnlichem Charakter vorhanden, aber dann folgt die Ähnlichkeit aus den später besprochenen Spektren.

2. Die Eigenbewegungen der Neuen Sterne.

Die Tabelle gibt eine Übersicht über die bisher abgeleiteten Werte:

		μ_α	μ_δ	μ	
P Cygni	1600	— 0.″015	— 0.″011	0.″019	Boss
η Carinae	1843	+ 0.″007	+ 0.″002	0.″007	Boss
N Ophiuchi	1848	+ 0.″008	— 0.″016	0.″018	Lundmark
N Coronae	1866	+ 0.″008	+ 0.″011	0.″014	Lundmark
N Cygni	1876	+ 0.″004	+ 0.″003	0.″005	Lampland
N Aurigae	1891	— 0.″002	— 0.″003	0.″004	Lampland
N Persei	1901	— 0.″009	— 0.″015	0.″017	Lampland
N Geminor.	1903	— 0.″007	— 0.″003	0.″008	Lampland
N Lacertae	1910	+ 0.″000	+ 0.″001	0.″001	Lampland
N Geminor.	1912	— 0.″014	+ 0.″017	0.″022	Lampland
N Sagttae	1913	+ 0.″026	— 0.″019	0.″032	Maanen
N Aquilae	1918	— 0.″005	— 0.″018	0.″019	Trumpler
N Pictoris	1925	— 0.″042	— 0.″018	0.″046	Luyten

Es wäre nun möglich, nach irgendeiner statistischen Methode aus den tabulierten Eigenbewegungen Gruppenparallaxen zu berechnen. Da die auf diese Weise gefundenen Werte aber keine große


+60°
+50°
+40°
+30°
+20°
+10°
0°
-10°
-20°
-30°
150°
130°
210°
240°
270°
300
330°
000
30°
60°
90°
120°

Genauigkeit beanspruchen können, soll dies hier nicht getan werden. Wegen der entscheidenden Bedeutung der Bestimmung von Parallaxen bei Neuen Sternen wird in einem späteren Kapitel auf sichere Methoden zurückgegriffen werden.

3. Die galaktische Konzentration.

Diese für Neue Sterne charakteristische Erscheinung ist besonders von LUNDMARK[13]) diskutiert worden, und das jetzige umfangreichere Material bestätigt seine früheren allgemeinen Schlüsse. Benutzt man die in der Tafel 1 berechneten Werte der galaktischen Länge und der galaktischen Breite, so ergibt die Figur ein anschauliches Bild der Konzentration.

Dabei bedeuten die punktierten Kreise die Stellung der Nova-ähnlichen Veränderlichen. Ihre niedrigen galaktischen Breiten sind bemerkenswert. Am besten erfaßt man jedoch die starke galaktische Konzentration der Neuen Sterne, wenn man einen Blick auf die folgende tabellarische Übersicht wirft, in der wiederum die Nova-ähnlichen Veränderlichen besonders abgesetzt sind.

Breite	Zahl	Länge	Zahl
0°—10°	60 + 4	0°— 30°	16
10°—20°	19 + 1	30°— 60°	6 + 1
20°—30°	7	60°— 90°	3 + 1
30°—40°	2	90°—120°	3
40°—50°	1	120°—150°	5
50°—60°	2	150°—180°	6
60°—70°	3	180°—210°	2 + 1
70°—80°	0	210°—240°	5 + 1
80°—90°	0	240°—270°	3 + 1
		270°—300°	5
		300°—330°	14
		330°—360°	26 + 1

Diese Konzentration fiel auch LUNDMARK[14]) beim Studium der Vor-Tychonischen Neuen Sterne auf, so daß daraus sich ein recht gutes Kriterium ergibt, wenn auch kein hinreichendes. Es ist nun von verschiedenen Seiten darauf hingewiesen worden, daß eine enge Beziehung zwischen den Neuen Sternen und der allgemeinen Struktur des Milchstraßensystems besteht. Der mittlere Wert der galaktischen Breite für die oben tabulierten Neuen Sterne ergibt sich zu etwa 11°. Auf Grund dieses Ergebnisses hat man vielfach versucht, eine Beziehung zu anderen Objekten herzuleiten. Da aber z. B. die O-Sterne eine mittlere galaktische Breite von etwa 6° aufweisen, muß man daraus schließen, daß ihre räumliche Verteilung eine andere ist. Die Tatsache aber, daß aus 130 planetarischen Nebeln eine mittlere galaktische Breite von 11.°6 hergeleitet wurde, schien

für eine sehr enge Beziehung zu den Neuen Sternen zu sprechen. Dies führte naturgemäß zu dem Schluß, in den planetarischen Nebeln das Endstadium der Neuen Sterne zu sehen. Wie wir aber später noch sehen werden, darf man diesen allgemeinen Schluß nicht ziehen.

Wirft man noch einen Blick auf die obige Tabelle, so fällt sofort auf, daß innerhalb des Bereichs 300° über 360° bis 60° allein 62 Neue Sterne, d. h. 66 % liegen. Besonders stark ist die Konzentration bei 320° bis 340°, also in der Sagittariusgegend, wo das Zentrum unseres Milchstraßensystems zu suchen ist. Allein 22 Neue Sterne sind im Sternbild des Sagittarius entdeckt worden. Diese Häufung kann als Stütze für die Tatsache angesehen werden, daß unser Sonnensystem in der Galaxis stark exzentrisch liegt. Die Tatsache, daß unser Sonnensystem etwas nördlich der Milchstraßenebene liegt, findet darin seinen Ausdruck, daß in südlichen galaktischen Breiten 0° bis 10° 48 Neue Sterne, in nördlichen galaktischen Breiten 0° bis 10° dagegen nur 12 Neue Sterne beobachtet sind. Ferner geht die starke Bevorzugung der galaktischen Ebene auch daraus hervor, daß in den Breiten 0° bis $\pm$ 15° allein 74 Neue Sterne, also fast 80 % aller gelegen sind. Auffällig ist, daß die meisten Neuen Sterne mit höheren galaktischen Breiten als $\pm$ 15° nicht zu der typischen Gruppe (a) gehören. So finden wir z. B. N Pictoris 1925 und N Herculis 1934 in der relativ hohen Breite von $\pm$ 25°, und N Coronae 1866 bei + 47°. Es sei nochmals betont, daß bei den Objekten mit galaktischer Breite größer als 60° es nicht sicher ist, ob sie wirklich zu den Neuen Sternen gehören.

4. Die Radialgeschwindigkeiten.

In den meisten Fällen gelingt die Bestimmung der R. G. aus den interstellaren Ca II-Linien 3933 und 3968. Die bisher ermittelten Werte sind in der folgenden Tabelle zusammengestellt.

P Cygni	1600	— 17 km/sec	Merrill	(H und K)
η Carin.	1843	— 24 km/sec	Moore	(Emissionslinie)
N Coron.	1866	— 33 km/sec	Berman	(Abs.-L. 1932)
		— 30 km/sec	Lundmark	(Abs.-L. 1921)
N Persei	1901	+ 6 km/sec	Campbell	(H und K)
N Gemin.	1912	+ 10 km/sec	Adams	(H und K)
N Aquil.	1918	— 13 km/sec	Adams	(H und K)
N Oph.	1919	+ 6 km/sec	Adams	(H und K)
N Cygni	1920	— 17 km/sec	Adams	(H und K)
N Pict.	1925	+ 14 km/sec	Lunt	(Emissionslinie)
RS Oph.	1933	— 35 km/sec	Adams	(Emissionslinie 1923)
		— 30 km/sec	Adams	(H und K)
N Herc.	1934	— 21 km/sec	Adams	(H und K)
N Lacer.	1936	— 14 km/sec	Adams	(H und K)
N Aq. I	1936	+ 1 km/sec	Laughlin	(H und K)

In einigen Fällen, wo die Radialgeschwindigkeit aus anderen Linien bestimmt wurde, darf man auch diesen Werten Vertrauen schenken. Die interstellaren Ca II-Linien sind insofern noch besonders interessant, als sie in allen Neuen Sternen mit niedriger galaktischer Breite mit mäßiger Intensität beobachtet werden. Dagegen waren dieselben bei N Herculis 1934 recht schwach, und bei N Pictoris 1925 konnten sie überhaupt nicht beobachtet werden.

Für eine Reihe von Neuen Sternen haben sich Geschwindigkeiten ergeben, die der Komponente der Sonnenbewegung in der betreffenden Richtung entsprechen, nur N Ophiuchi 1919 bildet eine Ausnahme, denn hier tritt eine Differenz von 24 km/sec auf, die bis heute noch nicht geklärt werden konnte. Das vorliegende Material scheint mit ziemlicher Sicherheit darauf hinzudeuten, daß die aus den Ca II-Linien folgenden Geschwindigkeiten nur einen Reflex der Sonnengeschwindigkeit darstellen.

5. Parallaxen und absolute Helligkeiten.

In der Tabelle sind die wahrscheinlich besten Werte der Parallaxen zusammengestellt.

		m_{min}	M_{min}	m_{max}	M_{max}	π	
N Scorpii	1860	—	—	7.0	—9.2	0."000057	
N Coronae	1866	9.5	+0.5	2.0	—7.0	0."0016	
N Persei	1901	13.5	+5.1	0.0	—8.4	0."00205	
N Gemin.	1912	15.0	+1.7	3.7	—9.6	0."00022	(Ca)
N Aquilae	1918	10.5	+2.7	—1.0	—8.8	0."0028	
N Oph.	1919	(16.0)	(+3.3)	7.5	—5.2	0."00029	
N Cygni	1920	16.0	+6.2	1.9	—7.9	0."0011	(Ca)
N Pictor.	1925	12.7	+3.6	1.2	—7.9	0."0015	
N Herc.	1934	15.0	+6.9	1.3	—6.8	0."0024	(Ca)
N Lacert.	1936	15.0	+5.5	2.3	—7.2	0."00125	(Ca)
N Sagttr.	1936	(16.0)	(+4.5)	4.5	—7.0	0."0005	(Na)
N im Sag.-Gebiet				8.8	—7.2	0."000063	
N Lacert.	1910	14.0	+9.2	4.5	—0.3	0."006	
N Sagittae	1913	15.0	+10.8	7.2	+3.0	0."014	
N Aquilae	1919	15.0	+7.4	9.0	+1.4	0."003	
N Lyrae	1920	16.5	+11.5	6.5	+1.5	0."010	(trig.)
P Cygni	1600	5.0	—1.1	3.0	—3.1	0."006	
η Carin.	1843	(8.5)	(—0.6)	—1.0	—10.1	0."0015	
RS Oph.	1933	12.0	+2.0	4.3	—5.7	0."001	(Ca)

Die Tabelle enthält alle bisher bekannten Werte. Besonders wichtig sind die absoluten Helligkeiten zur Zeit der Minimal- und Maximalhelligkeit, die aus der bekannten Parallaxe berechnet werden können. In einigen Fällen wurde die Parallaxe aus der Intensität der

Ca- oder Na-Linie bestimmt. Die letzte Kolonne in der Tabelle weist darauf hin. Die große Bedeutung der absoluten Helligkeiten der Praenovae wird erst im nächsten Kapitel hervortreten.

Für die Neuen Sterne im Sagittarius-Gebiet ergibt sich bei einer angenommenen Entfernung von 26 000 Lichtjahren, wenn man die beiden hellsten Objekte ausschließt, der angegebene durchschnittliche Wert, wobei allerdings eine Streuung von 2 Größenklassen zugelassen werden muß. N Sagittarii 1936 steht in einer bedeutend kleineren Entfernung, eine Tatsache, die bemerkenswerterweise ohne Einfluß auf die absolute Helligkeit im Maximum ist. N Scorpii 1860 ist von AUWERS[15]) im Kugelsternhaufen M 80 beobachtet worden. Der Wert für M_{max} fügt sich denen anderer Neuer Sterne gut ein. N Aquilae 1919 ist als Ausnahmeerscheinung zu werten, da sein Spektrum 1921 von LUNDMARK[16]) zu R 0 beobachtet wurde. Es ist auch nicht absolut sicher, ob wir es mit einem Neuen Stern zu tun haben. Wählt man als Mittelwert für R-Sterne den Wert M = 0.0, so erhält man eine befriedigende Übereinstimmung mit dem in der Tabelle angegebenen Wert.

Die Nova-ähnlichen Veränderlichen sind etwas abgesetzt, da sie getrennt behandelt werden.

Auf Grund ihrer absoluten Helligkeit im Maximum kann man alle Neuen Sterne in 3 verschiedene Gruppen einteilen:

1. Super-Novae. (Absolute Helligkeit größer als -12^m).
2. Normale Novae. (Absolute Helligkeit um -7^m).
3. Sub-Novae. (Absolute Helligkeit von -1^m bis $+3^m$).

Der weitaus größte Teil der galaktischen Neuen Sterne gehört zur Gruppe 2, bei der sich die Werte für M_{max} sehr stark um die absolute Helligkeit -7^m konzentrieren. Die Streuung bei den Novae in NGC 224 überschreitet nach LUNDMARK[17]) nicht eine halbe Größenklasse. Diese gute Konstanz ist ein wertvoller Entfernungsmodul, der beim Andromedanebel eine große Rolle gespielt hat.

Die Tabelle ist bereits nach der eben getroffenen Einteilung geordnet, der zweite Teil enthält die Sub-Novae. Es geht auch aus den wenigen Werten deutlich hervor, daß zwischen den Gruppen (3) und (2) ein scharfer Unterschied besteht, denn es sind anscheinend keine Neuen Sterne vorhanden, die einen Übergang von einer Gruppe zur anderen festlegen. Man darf daher wohl annehmen, daß wir es bei den Sub-Novae mit einer abgeschlossenen Gruppe von Neuen Sternen zu tun haben, die allerdings nicht so zahlreich ist wie die Gruppe (2). Man wird daher auch nicht immer berechtigt sein, für die absolute Helligkeit eines jeden Neuen Sternes den Wert -7^m anzusetzen, denn immerhin vereinigt die letzte Gruppe 25 % aller sicher bekannten Parallaxenbestimmungen und darf nicht als Ausnahme angesehen werden. Die Super-Novae behandelt ein späteres Kapitel.

III. Das Spektrum der galaktischen Neuen Sterne.

1. Der Spektraltypus der Praenova.

Von größter Wichtigkeit für alle späteren Betrachtungen ist es, zu erfahren, mit welchen Spektraltypen wir es bei den Neuen Sternen vor ihrem Ausbruch zu tun haben. Nun liegen naturgemäß Beobachtungen nicht vor, aber trotzdem wird es in einer Anzahl von Fällen möglich sein, die entsprechenden Werte zu ermitteln. Und zwar gelingt dies aus dem Russell-Diagramm bei allen den Neuen Sternen, für die die Parallaxe und die scheinbare Helligkeit im Praenovastadium genau genug bekannt sind. Die aus der absoluten Helligkeit im Minimum M_{min} gefundenen Spektraltypen sind in der folgenden Tabelle zusammengestellt:

		M_{min}	
N Coronae	1866	+ 0.5	M-Riese
N Persei	1901	+ 5.1	G-Zwerg
N Lacert.	1910	+ 9.2	M-Zwerg
N Gemin.	1912	+ 1.7	A-Riese
N Sagittae	1913	+ 10.8	M-Zwerg
N Aquilae	1918	+ 2.7	A-Zwerg
N Oph.	1919	(+ 3.3)	(F)-Zwerg
N Aquilae	1919	+ 7.4	M-Zwerg
N Lyrae	1920	+ 11.5	M-Zwerg
N Cygni	1920	+ 6.2	K-Zwerg
N Pictor.	1925	+ 3.6	F-Zwerg
N Hercul.	1934	+ 6.9	K-Zwerg
N Lacert.	1936	+ 5.5	K-Zwerg
N Sagttr.	1936	(+ 4.5)	(G)-Zwerg

Die beiden Werte in ( ) sind wegen der nicht genau bekannten Minimalhelligkeit etwas unsicher, auf jeden Fall aber sind es Zwergsterne.

Man kann aus dieser Zusammenstellung den allgemeinen Schluß ziehen, daß die Praenovae sowohl Riesen- als auch Zwergsterne sind. Daß sich in den weitaus meisten Fällen Zwergsterne ergeben, erscheint nicht unnatürlich. Es soll hier schon darauf hingewiesen werden, daß die Nova-ähnlichen Veränderlichen anscheinend Riesensterne sind.

2. Das Spektrum im Maximum.

Nähere Einzelheiten über das Spektrum mehrere Tage vor dem Maximum vermitteln uns nur wenige Fälle. Da bei N Pictoris 1925 der allerdings nicht typische sehr langsame und flache Anstieg der Helligkeit zum Maximum sich über eine längere Zeit hinzog, wurde das Spektrum bereits 14 Tage vor der Maximalhelligkeit beobachtet. Es ergab sich ein um 1 AE nach Violett verschobenes F-Absorptionsspektrum, dessen Hauptlinien an der roten Seite liegende Emissions-

begleiter aufwiesen, die ihrerseits um $^1/_2$ AE nach Rot verschoben waren. LUNT[18]) konnte eine große Anzahl von Fe II-, Fe I-, Ti I-, Sc I-, Y I-, Cr I- und V I-Linien identifizieren. Bei N Herculis 1934, bei der wiederum der Lichtanstieg nicht die Steilheit wie in vielen anderen Fällen erreichte, reichen die ersten Spektralaufnahmen bis 10 Tage vor dem Maximum zurück. Man stellte ein B-Spektrum fest, also ein sogenanntes Nachmaximumspektrum, in dem die Linien des O II, C II, N II, Si II, He und H auftraten, nicht dagegen H und K des Ca II. Noch am selben Tage änderte sich das Spektrum vollständig, indem nun die Linien von Ca II, Fe II und Mg II auftraten. Bei der allmählichen Helligkeitszunahme nahm auch die Zahl und Intensität der Metallabsorptionen zu, und das Spektrum wurde dem A-Spektrum von α Cygni immer ähnlicher. GROTRIAN[19]) beschreibt das Vormaximumspektrum als starkes kontinuierliches analog einem F-Stern mit breiten Emissionsbanden, die ihre Intensitätsmaxima bei der unverschobenen Wellenlänge haben. Die Intensität dieser Banden unterlag starken Schwankungen. Die Identifikation der Absorptionslinien zeigte das Vorhandensein von Metallionen an.

Trotz der sehr geringen Daten, die man für die Zeit vor dem Maximum zur Verfügung hat, ist doch wohl der Schluß berechtigt, daß man im allgemeinen kurz vor der größten Helligkeit auf einem verhältnismäßig starken kontinuierlichen Untergrund die Absorptionslinien des Wasserstoffs und der einfach ionisierten Metalle finden wird. Stets waren auch bereits beim Anstieg zur Maximalhelligkeit an der roten Seite der Absorptionslinien die später so charakteristischen Emissionsbanden vorhanden. In den meisten Fällen sind auch schon die H- und K-Linien des Ca II anwesend. Es ist also der A-Typus des Maximums auch bereits vorher schon ausgeprägt. Allerdings zeigt ähnlich wie N Herculis 1934 auch N Persei 1901 ein abweichendes Verhalten, denn es wurde ein Tag vor dem Maximum ein verschobenes Absorptionsspektrum mit H-, O-, C- und He-Linien, also dem B-Typus entsprechend, beobachtet. Bei der weiteren Entwicklung wurde auch hier kurz nach dem Maximum ein A-Spektrum festgestellt. Da auch N Lacertae 1936 etwa einen Tag vor der maximalen Helligkeit eine Änderung des Spektrums vom B- zum A-Typus aufwies, drängt sich die Annahme auf, daß wir es nicht mit einer Ausnahmeerscheinung zu tun haben, sondern daß auf dem ansteigenden Ast der Lichtkurve die spektrale Entwicklung erst über ein B-Spektrum zum charakteristischen A-Spektrum führt. Eine endgültige Entscheidung ist bis jetzt deshalb noch nicht möglich, weil bei den früheren Neuen Sternen Beobachtungen des Spektrums mehrere Tage vor dem Maximum kaum vorhanden sind.

Wie bei der genauen Betrachtung des typischen Novaspektrums noch hervorgehen wird, ist das Absorptionsspektrum zur Zeit der maximalen Helligkeit dem von α Cygni (cA 2) sehr ähnlich. In einigen wenigen Fällen aber, z. B. bei N Pictoris 1925 und N Herculis 1934

war das Absorptionsspektrum im Maximum von einem späteren Typus, etwa F 5. Dabei darf man nun nicht übersehen, daß beide Neuen Sterne hinsichtlich ihrer Lichtkurve als ungewöhnliche Erscheinungen zu gelten haben. Um die Ähnlichkeit von N Pictoris 1925 mit η Carinae 1843 auch hier schon herauszustellen, sei bemerkt, daß dieser Nova-ähnliche Veränderliche zur Zeit seines Maximums auch den späteren Typus F zeigte. Die bedeutendste Ausnahme in spektraler Hinsicht ist N Coronae 1866. Als Spektraltypus im Maximum wurde von HUGGINS[20]) der ganz ungewöhnliche Typus Ma beobachtet. Da nun das Vormaximumspektrum mit dem im Maximum im wesentlichen als identisch anzusehen ist, darf man wohl die Annahme machen, daß auch das Spektrum vor dem Maximum den M-Typus aufwies.

Abgesehen von dieser Ausnahme gehört das Spektrum aller Neuen Sterne zur Zeit des Maximums stets zu den frühen Spektralklassen, also entweder B, A oder F. Keine bisher beobachtete Erscheinung ergab einen späteren Typus, z. B. G oder K. In den weitaus meisten Fällen ist der Maximumtypus des Absorptionsspektrums A, ein Vergleich mit α Cygni liefert völlige Übereinstimmung. Das erste Stadium der Entwicklung eines Neuen Sternes wird durch ein kontinuierliches Spektrum mit zahlreichen Metallabsorptionslinien charakterisiert, und in fast allen Fällen können gleichzeitig die Emissionsbanden von H, He, Ca und Na an der roten Seite der Absorptionslinien beobachtet werden. Während die Absorptionslinien eine Violettverschiebung zeigen, die Werte bis zu 4000 km/sec erreichen kann, sind die hellen Begleiter nur wenig gegen die normale Wellenlänge verschoben. Es ist dann das für das Phänomen der Neuen Sterne so charakteristische Doppelspektrum vorhanden: Auf kontinuierlichem Untergrund die Emissionslinien mit nach Violett verschobenen Absorptionskomponenten. Die folgende Zusammenstellung zeigt die Verschiebung der Emissionsbanden:

N Aurigae	1891	0 AE	N Ophiuchi	1919	+ 1.1 AE
N Persei	1901	+ 1.0 AE	N Pictoris	1925	+ 0.3 AE
N Gemin.	1912	+ 1.2 AE	N Aquilae	1927	+ 2.0 AE
N Aquilae	1918	— 1.0 AE	RS Ophiuchi	1933	+ 2.0 AE
N Cygni	1920	+ 2.0 AE	N Herculis	1934	— 5.8 AE

Aus den tabulierten Werten geht hervor, daß in der Regel die Zentren der Emissionsbanden eine geringe Rotverschiebung aufweisen, und zwar von der Größe 1—2 AE. Es gibt allerdings zwei hervorragende Ausnahmen.

Während mit abfallender Helligkeit das kontinuierliche Spektrum langsam schwächer wird, unterliegen die breiten Emissionsbanden ziemlich starken Intensitätsschwankungen und weisen oft eine recht verwickelte Struktur mit mehrfachen Maxima auf. Die sehr große Intensität von Hα erklärt die in diesem Stadium auftre-

tende rote Farbe der Neuen Sterne, da die Intensität dieser roten Linie viel langsamer abnimmt als die des kontinuierlichen Spektrums. Die Breite der Emissionsbanden liegt zwischen wenigen AE und etwa 100 AE. Die H- und K-Linien des Ca II sind in Absorption stark vorhanden und haben die gleiche Violettverschiebung wie die anderen Absorptionslinien. Gleichzeitig werden sie aber auch als feine und schmale unverschobene Linien beobachtet, die, wie bereits bemerkt wurde, nur die Sonnenbewegung widerzuspiegeln scheinen.

Die Absorptionslinien der Metalle sind sehr zahlreich. Mit absoluter Sicherheit werden immer die Linien des Fe II, Ti II, Cr II, Sc II, Sr II, V II, Y II, Mg II, Zr II und des Ca II nachgewiesen. Speziell bei N Aquilae 1918 und der N Herculis 1934 konnte außerdem noch Ba II identifiziert werden. Bei N Geminorum 1912 wurde das Vorhandensein von Ra vermutet, aber eine nähere Nachprüfung ergab, daß die Linien des Ra nicht sicher nachzuweisen waren. Bei N Aquilae 1918 identifizierten CORTI und LUNT[21]) neben den anderen Metallionen auch noch Ni. Nach BAXENDALL[22]) wurden bereits 4 Tage nach dem Maximum die Metall-Funken-Linien schwächer, und zur gleichen Zeit hatten sich die O- und N-Linien beträchtlich entwickelt. Mit Rücksicht auf den, abweichend von den gewöhnlichen Fällen, bei N Pictoris 1925 zur Zeit der maximalen Helligkeit beobachteten Typus F 5 seien die Absorptionslinien, die LUNT[18]) einige Tage nach dem Maximum identifizierte, besonders aufgeführt: Fe II, Ti II, Sc II, Cr II, Y II, VII, Zr II, Sr II, Al II, Mn II und Mg II. Ferner waren die Linien folgender neutraler Atome vorhanden: Ti, Fe, Cr, V, Zr, Sr, Mn, Co, Ca und He. Bei N Herculis 1934, wo der Maximumtypus ebenfalls F 5 war, wurden an neutralen Atomen außer He noch Fe, Na, Ca, Mg und O beobachtet.

Im allgemeinen wird bei der weiteren Entwicklung das für das Helligkeitsmaximum so charakteristische A-Typus-Absorptionsspektrum durch ein B-Typus-Emissionsspektrum ersetzt. Dieser Übergang, der sich in der Regel mehrere Wochen nach dem Maximum vollzieht, ist aber durchaus kein stetiger und allmählicher. Vielmehr sind in einzelnen Fällen sowohl der A-Typus als auch der B-Typus gleichzeitig im Spektrum vertreten. Bei N Persei 1901 trat ein besonderes Phänomen auf; es wechselten nämlich zwei Typen miteinander ab, ein sogenanntes normales Spektrum und ein „peculiar"-Spektrum. Der normale Typus wurde durch ein verhältnismäßig starkes Kontinuum, eine Reihe von Absorptionslinien und ein Emissionsband bei 4453—4489, wahrscheinlich He, charakterisiert. Die Wasserstoff-Linien befanden sich in normaler Lage. Das „peculiar"-Spektrum hingegen war gekennzeichnet durch ein relativ schwaches Kontinuum; die große Intensität ging von zahlreichen Emissionslinien aus und einer sehr breiten Hζ-Linie. Der Wechsel beider Typen stand nicht mit einer Phase des zyklischen Licht-

wechsels in Verbindung, sondern folgte der absoluten Helligkeit, und zwar erschien das alte Spektrum, wenn die Helligkeit geringer als $4.^m57$ war, das neue Spektrum, wenn die Helligkeit über $4.^m57$ lag. Im „peculiar"-Spektrum waren neu: 4686, 4640, anscheinend auch 4472. Mit zu den Charakteristika des Minimumtypus gehörte das Cyanband bei 3882 und 3859. Diese Erscheinung wird noch später gesondert besprochen werden.

N Geminorum 1912, N Aquila 1918, N Lyrae 1919 und N Herculis 1934 zeigen den A- und B-Typus gleichzeitig nebeneinander, und zwar mit verschiedenen Verschiebungen. Stets hatte dabei das B-Spektrum die größere Verschiebung. Ein charakteristisches Beispiel für diese Tatsache ist N Geminorum 1912 etwa 11 Tage nach dem Maximum. Beide Absorptionsspektra waren zu dieser Zeit gut ausgeprägt. Das A-Spektrum enthielt die Linien von H, Fe, Ti, He, Ca und hatte eine Verschiebung von etwas mehr als — 800 km/sec. Dagegen wurde das B-Spektrum, das die Linien des H, He, O, C und N enthielt, mit einer Verschiebung von — 1450 km/sec beobachtet. Die hellen Banden gehörten meistens dem A-Typus-Spektrum an. Nach drei weiteren Tagen war das recht verwickelte B-Typus-Absorptionsspektrum viel stärker als das A-Typus-Spektrum geworden, die Wasserstoffabsorptionen waren in beiden doppelt. Dann folgten Schwankungen der Helligkeit und des Spektrums, die vielleicht einer Periode von drei Tagen unterlagen. Beim weiteren Helligkeitsabfall wurde dann das Absorptionsspektrum durch ein helles Bandenspektrum ersetzt. Damit wird dann schon der Übergang zum folgenden Stadium in der Entwicklung eingeleitet. Besonders beachtenswert im B-Spektrum sind die N III-Linien 4097 und 4103, weil sich bei ihnen in drei Fällen (N Cygni 1920, N Aquilae 1918, N Lacertae 1936) die größten jemals überhaupt bei Neuen Sternen beobachteten Violettverschiebungen feststellen ließen. Da in den beiden ersten Fällen die Identifikation nicht ganz sicher ist, wird später darauf noch genauer eingegangen werden. Zu erwähnen ist im B-Spektrum noch das Band bei 4640, welches schon frühzeitig in den Spektren Neuer Sterne entdeckt worden war und dem Spektrum sein Gepräge verlieh, so daß man zeitweilig von einem „4640-Stadium" sprach. Dieses breite Emissionsband enthält vor allem Linien des N III.

Im allgemeinen erweist sich das Spektrum als eine Funktion der Helligkeit, da beim Hellerwerden des Sternes das Spektrum zu einem früheren Stadium zurückkehrt. Die große Linie der Entwicklung verläuft bei abnehmender Helligkeit vom Typus A über den Typus B zum Nebelstadium. Es sind allerdings auch in dieser Hinsicht Ausnahmen vorhanden. So wurde z. B. bei der N Pictoris 1925 der B-Zwischentypus gar nicht beobachtet. Dieser Neue Stern zeigt also auch in dieser Hinsicht ein anomales Verhalten, wie überhaupt seine ganze Entwicklung recht ungewöhnlich verlief. Die Entwick-

lung nach dem Maximum zeigte folgende Merkmale: Zur Zeit des zweiten Maximums, also 18 Tage nach dem Hauptmaximum, erschien das Spektrum V (cA2) und nach dem dritten Maximum das Spektrum VI, ein vielfaches A-Spektrum mit vierfachen Komponenten der Absorptionslinien, die Verschiebungen von — 230 bis — 1060 km/sec hatten. Etwa vier Monate nach dem Maximum erschienen die aus η Carinae 1843 bekannten verbotenen [Fe II]-Emissionsbanden, so daß nun das Spektrum dem von η Carinae sehr ähnlich wurde. Es ist dies ein entscheidender verbindender Zug zwischen beiden Objekten. Anfang des Jahres 1926 hatten sich diese [Fe II]-Banden so weit entwickelt, daß sie die erlaubten Fe II-Banden an Intensität übertrafen. Aber schon 1928 waren sie sehr schwach geworden und wurden später nicht mehr beobachtet. Etwa ein halbes Jahr nach dem Maximum erschien ein breites Absorptionsspektrum von H- und He-Linien mit Verschiebungen von — 1100 bis — 1600 km/sec. Diese bis jetzt aufgezeigte Entwicklung hat sich also in vieler Hinsicht als von der normalen abweichend erwiesen.

Kehren wir nun wieder zur normalen Entwicklung zurück, so findet man dieselbe wieder bei N Aquilae 1927 vertreten, obwohl zwei Monate nach dem Maximum ein A-Typus-Absorptionsspektrum mit — 90 km/sec Verschiebung gleichzeitig mit einem B-Absorptionsspektrum mit — 210 km/sec Verschiebung vorhanden war. Bei N Herculis 1934 beobachtete man wiederum die normale Reihenfolge der Spektren: Zuerst ein A-Typus-Absorptionsspektrum (— 330 km Verschiebung), dann ein zweifaches A-Spektrum mit — 330 und — 700 km/sec Verschiebung. Dann folgte ein A-Typus-Spektrum mit — 330 km und ein zweites Spektrum, zuerst A-Typus, dann aber B-Typus mit — 900 km/sec Verschiebung. Die Verwandlung eines Spektrums von vielen Absorptionslinien, schwachen Emissionslinien, darunter [Fe II] und Fe II, und starkem Kontinuum in ein Spektrum ohne Absorptionslinien, starken Emissionslinien, besonders von Fe II und [Fe II], und schwachem Kontinuum fand plötzlich zwischen dem 25. März und dem 4. April statt, so daß Anfang April das Spektrum mit dem von η Carinae identisch war. Eine große Anzahl von verbotenen [Fe II]-Linien war in beiden Spektren vorhanden. Mit der Anfang April einsetzenden Helligkeitsabnahme wurden das kontinuierliche Spektrum und die Emissionslinien schwächer. Die erlaubten Metallinien waren bereits am 20. April verschwunden, und von den verbotenen [Fe II]-Linien waren Ende des Monats nur noch die stärksten sichtbar.

Die verbotenen [Fe II]-Linien hatten Verschiebungen der gleichen Größe wie die Komponente 6 der Wasserstoff-Absorptionen, nämlich — 392 km/sec, während die erlaubten Fe II und Ti II-Linien eine Verschiebung ergaben, die um 40 km geringer war. Eine ähnliche Differenz fand MERRILL[24]) im früheren Stadium bei den Fe II- und

den verbotenen [O I]-Linien. Da die Konturen letzterer Emissionen übereinstimmen, kann man diese Erscheinung nicht dadurch erklären, daß man annimmt, die Linien seien in verschiedenen Teilen der Gashülle emittiert. Eine plausible Erklärung ist noch nicht gelungen.

Die normale Entwicklungsreihe wurde auch eingehalten von N Lacertae 1936 und N Aquilae II 1936, soweit im letzten Fall Beobachtungen vorliegen.

3. Der Farbenindex und das kontinuierliche Spektrum.

Die visuellen Farbbestimmungen zeigen, daß bei allen Neuen Sternen zur Zeit des Maximums die Farbe rein weiß ist und dann bald nach dem Erreichen der größten Helligkeit fast stets unter Schwankungen eine zeitweilige Rotfärbung auftritt. Bei N Aquilae 1918 lief bei abnehmender Helligkeit die Farbe von Weiß über Gelb mit unregelmäßigen Schwankungen nach Rot. Die tiefste Färbung (8c) wurde 13 Tage nach dem Maximum erreicht. Bei N Persei 1901 trat dagegen bereits 6 Tage nach dem Maximum eine intensive Rotfärbung auf. Die darauf folgenden Farbenschwankungen liefen den Helligkeitsschwankungen parallel. Man muß sich aber stets darüber klar sein, daß die visuelle Farbbestimmung relativ stark durch die wechselnden Intensitäten der Emissionsbanden beeinflußt wird. Namentlich spielt hierbei Hα die bedeutendste Rolle, denn diese bei allen Neuen Sternen kurz nach dem Maximum auftretende intensive Rotfärbung deutet natürlich nicht etwa auf eine Änderung in der Energieverteilung des kontinuierlichen Spektrums hin, sondern rührt vorwiegend von Hα her, deren Intensität viel langsamer abnimmt als die des kontinuierlichen Spektrums.

Bei der fortschreitenden Entwicklung eines Neuen Sternes wird beim Übergang in das Nebelstadium die Schwierigkeit des Fokussierens besprochen werden. Aber auch in den früheren Stadien der Entwicklung tritt diese Schwierigkeit hervor, und zwar wird sie hier durch die Anwesenheit afokaler Bilder verursacht, die den außerordentlich hellen Emissionsbanden wie z. B. Hα entsprechen.

Bei den Farbenindizes und den effektiven Wellenlängen zeigen sich naturgemäß zuerst parallel laufende Schwankungen, aber eine Reihe von Fällen, wo eine ausgesprochene Nichtübereinstimmung vorhanden war, weist darauf hin, daß die wechselnden Intensitäten der hellen Banden eine bedeutende Rolle spielen. Die Emissionsbanden beeinflussen sowohl die photographische als auch die photoelektrische Helligkeit, so daß man in den Stadien, in denen die Emissionsbanden bereits charakteristisch für das Spektrum sind, nicht durch eine rein schematische Zuordnung aus den beobachteten Änderungen des Farbenindex einfach Temperaturänderungen ableiten darf. Bei N Aquilae 1918 waren die periodischen Helligkeitsschwankungen

auch in den Farbenindizes gut ausgeprägt, und zwar entsprachen den Helligkeitsmaxima frühe, den Helligkeitsminima späte Farbenindizes. Die Bestimmungen des Farbenindex von GUTHNICK[25]) ergaben, daß die Energieverteilung im kontinuierlichen Spektrum beim Maximum der eines F 0-Sternes entsprach und sich 2 Tage nach dem Maximum dem B-Typus näherte. Daraus würde folgen, daß die Temperatur nach dem Maximum merklich zunahm, eine Tatsache, die später ihre Bestätigung finden wird. Daß im Laufe der nächsten 4 Monate der dem beobachteten Farbenindex entsprechende Spektraltyp wieder zum F 0-Typus zurückkehrte, darf wegen des überragenden Einflusses der Emissionsbanden jetzt nicht mehr zu dem Schluß verleiten, daß die Temperatur wieder erheblich abgenommen hat. Eine beträchtliche Änderung des Farbenindex Ende August fand keinerlei Parallelität in den Helligkeitsschwankungen, aber auch nicht in der Farbe. Bei N Cygni 1920 wurden die von GUTHNICK[26]) erhaltenen Resultate für N Aquilae 1918 bestätigt, denn der Synchronismus der sekundären Helligkeitsschwankungen und der Farbenindizes zu einer gewissen Zeit nach dem Maximum fand auch hier statt.

Trotzdem bei N Lacertae 1910 die Farbe bald nach dem Maximum ziemlich rot war, entsprach der Farbenindex einem A-Typ-Stern. Es besteht aber Wahrscheinlichkeit dafür, daß das ausgedehnte Ultraviolett im kontinuierlichen Spektrum sehr stark war. Bei N Geminorum 1912 fand BERG[27]) auf dem absteigenden Helligkeitsast den gleichen Parallelismus zwischen den Änderungen des Farbenindex und der zeitlichen Helligkeitskurve. Es entsprach auch hier minimaler Helligkeit ein positiver und maximaler Helligkeit ein negativer Farbenindex, übereinstimmend mit der Tatsache, daß nach BRILL[28]) die visuellen Helligkeitsschwankungen kleiner sind als die photographisch wirksamen des kontinuierlichen Spektrums.

Bei N Pictoris 1925 wurde 3—6 Monate nach dem Maximum ein Farbenindex beobachtet, der stark variierte, aber immer einem Typ früher als Bo entsprach. Bei N Lacertae 1936 beobachtete HUFFER[29]) bald nach dem Maximum einen langsam unter unregelmäßigen kleinen Schwankungen ansteigenden Farbenindex (Ende September etwa G 8). LAMPLAND[30]) fand 1917/18 für N Persei 1901 einen Farbenindex, der einem F- bis G-Typ entsprach.

Gehen wir nun zur Betrachtung des kontinuierlichen Spektrums über, so beobachtet man im allgemeinen, daß dasselbe entsprechend der abnehmenden Helligkeit nach dem Maximum schnell schwächer wird, während es auf dem ansteigenden Ast der Lichtkurve meist recht stark gefunden wird. Nach dem Maximum erschweren dann außerdem die breiten Emissionsbanden eine Beobachtung des Kontinuums sehr erheblich und beeinflussen dadurch die Schlüsse, die man aus den vorhandenen spektralphotometrischen Untersuchungen ziehen könnte, recht ungünstig. Auf jeden Fall aber darf man aus der in vielen Fällen festgestellten großen Intensität des Kontinuums im

UV den Schluß ziehen, daß wir es hier mit einem Stern zu tun haben, der eine hohe Temperatur hat, eine Tatsache, die wir später noch benutzen werden.

Die erste genauere Untersuchung des kontinuierlichen Spektrums einige Wochen nach dem Maximum verdanken wir BRILL[31]) bei N Geminorum 1912. Aus Aufnahmen von EBERHARD[32]) etwa 3—6 Wochen und 9—12 Monate nach dem Helligkeitsmaximum hat BRILL[31]) folgende Ergebnisse erhalten: Die mittlere relative Energiekurve Neuer Stern — A-Typus — Vergleichstern war durch zwei starke Maxima im Rotgelben und äußersten Ultraviolett charakterisiert. Im blauen Gebiet lag ein tiefes Minimum mit zwei Nebenmaxima bei 4500 und 4040 AE. Die Beobachtung kurze Zeit nach dem Maximum zeigte bei abnehmender Helligkeit der Nova eine Verschiebung des Intensitätsmaximums nach Violett zu, was bei einer formalen thermischen Zuordnung für eine Steigerung der Temperatur sprechen würde. Bei der mehrere Monate später liegenden Beobachtung hatte sich das Intensitätsmaximum aber nach Rot verschoben, so daß man nunmehr an eine Temperaturabnahme denken müßte. Auf keinen Fall aber darf man diese Intensitätsverschiebungen einer reinen Temperaturänderung allein zuschreiben. Veränderungen in der Intensität der hellen Banden und die selektiv strahlende Gashülle mit einer ungleichmäßigen Dichteverteilung können eine entscheidende Rolle spielen. Ferner fand BRILL[31]), daß zu beiden Zeitpunkten im allgemeinen die Schwankungen des kontinuierlichen Spektrums von den Emissionsbanden mitgemacht werden. Auffallend war die relativ geringe Intensität der hellen Banden am 7. Februar 1913. Die zeitlichen Helligkeitskurven des photographisch wirksamen kontinuierlichen Spektrums haben den gleichen Verlauf wie die visuellen, nur war die Amplitude der ersteren größer.

DUFAY[32]) hat die von BRILL festgestellte Intensitätsverteilung des kontinuierlichen Spektrums im Ultraviolett und Rotgelben relativ zum Blauen auch bei P Cygni beobachten können. Das bei etwa 4650 AE liegende sekundäre Intensitätsmaximum ist von BARBIER[33]) auch bei N Herculis 1934 gefunden worden, dagegen konnte er das zweite von BRILL bei 3600 AE beobachtete Maximum nicht bestätigen. Nach BEER[34]) ist ersteres Maximum auch bei N Lacertae 1936 angedeutet. Dieses Auftreten von sekundären Maxima im kontinuierlichen Spektrum (im Gegensatz zur Planckschen Strahlung, die nur ein Maximum gibt), hat COHN[35]) durch kontinuierliche Elektronenstrahlung erklärt.

4. Die Violettverschiebung der Absorptionslinien.

Eine wesentliche Eigentümlichkeit im Spektrum der Novae stellen die großen Verschiebungen der Absorptionslinien dar, wobei

außerordentlich hohe Werte erreicht werden. Die bei jedem Neuen Stern beobachtete Aufspaltung in mehrere Absorptionskomponenten ist ein weiteres charakteristisches Merkmal. Um einen Überblick über die Geschwindigkeiten zu erhalten, sind in der folgenden Tabelle für eine Reihe von Neuen Sternen in ( ) die Zahl der Komponenten, in der nächsten Kolonne die maximalen Geschwindigkeiten und entsprechenden Linien, bei denen sie beobachtet wurden, aufgeführt:

N Aurigae	1891	(1)	— 830 km/sec	H
N Persei	1901	(2)	— 1500 km/sec	H
N Lacertae	1910	(2)	— 1900 km/sec	H
N Geminor.	1912	(3)	— 3420 km/sec	N III
N Aquilae	1918	(3)	— 2720 km/sec	H, N III
N Cygni	1920	(6)	— 2550 km/sec	H, N III
N Pictoris	1925	(6)	— 1070 km/sec	H
N Aquilae	1927	(1)	— 1650 km/sec	H
N Herculis	1934	(6)	— 1000 km/sec	H
N Lacertae	1936	(3)	— 3790 km/sec	N III
N Aquil. I	1936	(3)	— 1100 km/sec	H
N Aquil. II	1936	(2)	— 1900 km/sec	He, N III
N Sagttr.	1936	(2)	— 3590 km/sec	H

Die Ansicht, daß den größeren Verschiebungen auch größere absolute Helligkeiten entsprechen, läßt sich aus diesem Material nicht bestätigen. Es tritt aber augenfällig zutage, daß die Serie von Absorptionslinien, die sich später entwickelt, auch die größeren Geschwindigkeiten aufweist. Die Aufspaltung der Absorptionen tritt meistens sofort auf, aber bei einer Komponentenzahl von mehr als 3 beginnt die weitere Aufspaltung erst mehrere Tage nach dem Maximum. Nicht in allen Fällen zeigen die N III-Linien allein die größten Verschiebungen, sondern es werden dieselben auch bei den H- und He-Linien beobachtet. Die Verdopplung der Absorptionslinien läßt sich mit einer Ausnahme stets feststellen.

Es ist nun sogleich auffallend, daß die 3 Neuen Sterne (N Aurigae 1891, N Pictoris 1925 und N Herculis 1934), deren Lichtkurve von der allgemeinen Form so beträchtliche Abweichungen zeigt, Verschiebungen der Absorptionen haben, die eine Expansionsgeschwindigkeit von 1100 km/sec nicht überschreitet. Bei N Herculis 1934 betrug die Verschiebung der Metallionen nur — 330 km/sec. Während des Anstieges zum Helligkeitsmaximum wurde bei N Geminorum 1912, N Aquilae 1918 und N Herculis 1934 die Violettverschiebung kleiner, während die beim Maximum erscheinende zweite Komponente eine wesentlich größere Geschwindigkeit anzeigte. Diese Abnahme war bei N Herculis 1934 sehr ausgeprägt, da die Verschiebung der Wasserstoff-Linien 9 Tage vor dem Maximum noch etwa — 1000 km/sec

betrug, und dann mit Annäherung an das Maximum auf — 170 km/sec abnahm. Die zweite Komponente, die unter Umständen bereits 2 Tage vor dem Maximum vorhanden gewesen sein kann, hatte eine größere Geschwindigkeit.

Bei einigen Neuen Sternen erscheint angedeutet, daß die Verschiebungen der einzelnen Absorptionskomponenten in einem rationalen Verhältnis zueinander stehen, z. B. bei N Aquilae 1918 im Verhältnis 2 : 3, bei N Lacertae 1936 im Verhältnis 1 : 2 : 4, das auch bei N Lyrae 1920 beobachtet werden konnte. Bei T Pyxidis bestand unter den Komponenten ein Verhältnis von 1 : 2 : 3 : 4. Doch im allgemeinen besteht eine umfassend gültige Regel nicht.

Die Erklärung der großen Violettverschiebungen der Absorptionslinien durch die Bewegungen einer sich radial ausdehnenden Gashülle fordert eine Proportionalität der Verschiebungen mit der entsprechenden Wellenlänge. Nicht in allen Fällen konnte diese Proportionalität durch die Beobachtungstatsachen gestützt werden. Auch war die Proportionalität der Breite der Emissionsbanden mit der Wellenlänge nicht immer streng erfüllt. Allerdings konnte ADAMS[36]) zeigen, daß bei N Aurigae 1891, N Persei 1901, N Aquilae 1918, N Ophiuchi 1919 eine direkte Proportionalität und eine Unabhängigkeit vom chemischen Element sicher vorhanden ist.

Der einzige Fall, der gegen die Proportionalität zu sprechen scheint, ist N Geminorum 1912. STRATTON[37]) glaubt, daß die Wasserstoffabsorptionen das Gesetz der direkten Proportionalität $\Delta\lambda = A\lambda$ befolgen. CURTIS[38]) fand einen Tag vor dem Maximum, daß die Verschiebung für verschiedene Elemente verschieden ist. Diese Tatsache würde allerdings nur gegen eine einheitliche Gasschale sprechen, wie sie ja wohl auch niemals vorhanden ist. Nun bevorzugt KOHLSCHÜTTER[39]) außer bei den H-Absorptionen ein quadratisches Verschiebungsgesetz, und auch WRIGHT[40]) legt nach zwei Aufnahmen vom 22. März den Verschiebungen der Absorptionen einschließlich der H-Absorptionen das quadratische Gesetz $\Delta\lambda = A'\lambda + B\lambda^2$ zugrunde. Auch für die Breiten der Emissionsbanden unmittelbar nach dem Maximum fand WRIGHT[40]) dieses quadratische Gesetz befolgt, freilich trat innerhalb weniger Tage die einfache Proportionalität hervor. Trotz der kleinen systematischen Differenzen in den Verschiebungen liefert die Konstanz des Verschiebungsfaktors $\varkappa = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$ eine leichte Identifikation. Man darf also sagen, daß im allgemeinen die Ansicht von STRATTON[41]) zu Recht besteht. Ein charakteristisches, bestätigendes Beispiel tritt uns bei N Cygni 1920 in den von WRIGHT[42]) beobachteten sechsfachen Komponenten der H-Absorptionen vor Augen. Man sieht aus der folgenden Tabelle, die die Verschiebungsfaktoren für die 6 H-Komponenten und die Metallabsorptionen darstellt, eine recht gute Konstanz.

Komp.	Hβ		Hγ		Hδ		Mittel
	Δλ	$10^4 \cdot \varkappa$	Δλ	$10^4 \cdot \varkappa$	Δλ	$10^4 \cdot \varkappa$	$10^4 \cdot \varkappa$
1			— 11.6	— 26.6	— 10.8	— 26.4	— 26.5
2			— 13.0	— 30.0	— 12.4	— 30.0	— 30.0
3	— 17.1	— 35.2	— 15.6	— 35.9	— 14.8	— 36.0	— 35.9
4			— 18.6	— 43.	— 18.4	— 45.	— 44.
5	— 25.3	— 51.5	— 22.5	— 51.8	— 21.4	— 51.9	— 51.8
6	— 29.2	— 60.1	— 25.8	— 59.6	— 24.5	— 59.5	— 59.5

Die Metallabsorptionen:

		Verschiebung	$10^4 \cdot \varkappa$	Mittel $10^4 \cdot \varkappa$
4233.3	Fe	— 11.2 AE	— 26.4	— 26.9
4395.2	Ti	— 11.6 AE	— 26.3	
4549.7	Fe—Ti	— 12.4 AE	— 27.3	
5018.6	Fe	— 13.8 AE	— 27.5	

Das Mittel aus den Metallabsorptionen entspricht also der Komponente 1 der H-Absorptionen. Bei N Pict. 1925 ist die Proportionalität mit λ gut ausgeprägt.

5. Die neutralen O- und C-Linien.

Eine charakteristische Erscheinung im Spektrum des frühen Stadiums ist das Auftreten von starken Absorptionslinien des neutralen O und C, wohingegen die Linien des neutralen N nicht beobachtet worden sind. Bei N Herculis 1934 waren die OI- und CI-Linien bereits 7 Tage vor dem Maximum vorhanden. Eine nähere Diskussion der im einzelnen beobachteten Linien verdanken wir Mc LAUGHLIN[43]). Als Besonderheit fällt dabei sogleich auf, daß sich die entsprechenden Linien auf die durch ihre Verschiebung verschiedenen, oft aber gleichzeitig vorhandenen Absorptionsspektra verteilen. Die folgende Tabelle gibt eine Zusammenstellung aller bisher bei den verschiedenen Neuen Sternen beobachteten Linien:

OI:	3947.5	1, 2, 3, 4, 5.	**CI:**	4762.4	1, 2, 3, 5.
	4368.3	1, 2, 3, 4, 5.		4766.6	1.
	4968.4	1, 2, 3, 4, 5.		4771.7	1, 2, 3, 4, 5.
	5146.1	1, 5.		4775.9	1, 2, 5.
	5275.1	5.		4810.4	5.
	5330.7	2, 4, 5.		4932.0	1, 2, 5.
	5435.2	5.		5041.2	1, 5
	5512.	5.		5052.2	1, 5.
	5957.8	2, 5.		5380.3	5.
	6044.7	5.			
	6141.2	5.			
	6157.7	1, 2, 4, 5, 6.			
	6455.3	2, 5.			

Dabei bedeuten:

1. N Geminorum	1912.	4. N Cygni	1920.
2. N Aquilae	1918.	5. N Herculis	1934.
3. N Ophiuchi	1919.	6. N Lacertae	1936.

Unter den bedeutendsten Neuen Sternen scheint es nur eine einzige Ausnahme in dieser Hinsicht zu geben, nämlich N Pictoris 1925, bei dem die Untersuchungen von SPENCER JONES[14]) keine OI- und CI-Absorptionslinien ergeben. Tatsächlich sind aber nun die Linien des OI- und CI-Spektrums in N Pictoris 1925 beobachtet worden, aber eigentümlicherweise nicht in Absorption, sondern in Emission.

Im Jahre 1928 überlagerte nach den Beobachtungen von SPENCER JONES[14]) die OI-Linie 4968.4 die Nebellinie 4959, und noch 6 Jahre später konnte diese OI-Linie beobachtet werden. Ferner wird neben anderen Nebelemissionen 1928 noch die Linie 5148 aufgeführt, die der OI-Linie 5146.1 entsprechen dürfte. Auch 5276 war 1926/28 vorhanden und wurde 1926 noch von SPENCER JONES mit Fe II identifiziert, aber 1931 vermutete er bereits einen anderen Ursprung. Von den CI-Linien sind 1926 bei 4771.2 und 5041.2 Emissionen beobachtet, die natürlich den tabulierten Werten entsprechen.

Nach Mc LAUGHLIN[43]) ist bei N Aquilae 1918 das Anwachsen der Wellenlänge der CI-Linien zwischen dem 10. und 11. Juni in der Absorption II um etwa 1 AE bemerkenswert, da diese Tatsache einer Geschwindigkeitsänderung relativ zu anderen Linien im Spektrum entspricht. Ein ähnliches positives Anwachsen der Wellenlängen der neutralen C-Absorptionen ist auch bei der N Herculis 1934 beobachtet worden.

Was die CI- und OI-Emissionen angeht, so ist ihr zeitlich späteres Auftreten besonders beachtlich.

6. Die Konturen der Emissionsbanden.

Kurz nach dem Maximum werden die Emissionsbanden breiter, und es beginnen sich Struktureinzelheiten zu entwickeln. Da aber in diesem noch relativ frühen Stadium noch eine große Anzahl von Absorptionslinien im Spektrum vorhanden sind, ist es sehr schwierig, die Einzelheiten in den hellen Banden richtig zu erfassen. Obwohl oft mehrere Maxima in den Banden mit unregelmäßigen Variationen ihrer Intensität, die sich nicht genau verfolgen und übersehen lassen, beobachtet werden, tritt doch bei vielen Neuen Sternen eine charakteristische Intensitätsverteilung hervor, die auch oft in der weiteren Entwicklung beibehalten wird. Und zwar kann man in den Emissionsbanden zwei Maxima von der gleichen Intensität feststellen, die um denselben Betrag nach Rot beziehungsweise Violett verschoben sind, während eine dazwischenliegende breite Einsenkung an der Stelle der unverschobenen Wellenlänge liegt. Im weiteren Verlauf der Ent-

wicklung bleibt die gleiche Intensität der beiden Komponenten niemals erhalten, sondern es treten beträchtliche Schwankungen der Intensität auf, und zwar derart, daß einmal die rote Komponente, das andere Mal die violette Komponente die stärkere ist. Leider fehlen bei den meisten Neuen Sternen weitere Beobachtungen der Emissionskontur, so daß sich über die weitere Entwicklung der Intensitätsverteilung in den hellen Banden nichts mehr aussagen läßt.

Bei N Herculis 1934 verfügt man über weit genauere Daten, und hier wurde Ende Januar durch GROTRIAN[45]) der besonders eigentümliche Fall der sattelförmigen Konturen bei den starken Fe II-Linien und den verbotenen Linien des [O I]-Spektrums beobachtet. In diesem Fall betrug die Verschiebung der beiden Intensitätsmaxima Anfang März $\pm$ 300 km/sec. Allmählich wurde die rote Komponente langsam breiter und schwächer, und es blieb endlich Ende April nur noch die violette Komponente zurück. Diese Struktureigenschaft ist von anderer Seite auch bei den Wasserstoff-Linien festgestellt worden. Als Anfang April das Spektrum dem von η Carinae sehr ähnlich war, waren die H-Emissionsbanden doppelt, wobei ihre Intensitätsmaxima um etwa $\pm$ 400 km/sec verschoben waren. Die rote Komponente war breiter und schwächer, die Verschiebung der anderen Emissionslinien betrug — 400 km/sec..

Wie wir im Kapitel X noch näher sehen werden, bildet sich um die photosphärische Zone eine selektiv strahlende Gashülle aus, da auf Grund der Radialgeschwindigkeitsbeobachtungen die Expansion auch nach dem Maximum ständig weitergeht. Unter der vereinfachenden Annahme, daß die Expansionsgeschwindigkeit unabhängig vom Abstande R vom Sternzentrum konstant bleibt, wäre nach GROTRIAN[45]) eine zur unverschobenen Wellenlänge symmetrisch nach Rot und Violett verbreiterte Linie zu erwarten. Die strenge Symmetrie in der Intensitätsverteilung der Linie ist durch die Forderung bedingt, daß der Radius der expandierenden Gashülle sehr groß ist gegenüber dem Radius der photosphärischen Zone. Es sind nun eine Reihe von Rechnungen durchgeführt worden, die sich mit dem Intensitätsverlauf in den Emissionsbanden befassen. Alle Versuche in dieser Hinsicht gehen von der Expansionstheorie aus, unter der Voraussetzung sphärischer Symmetrie und daß die Gashülle für ihre eigene Strahlung vollkommen durchsichtig ist.

Die erste grundlegende Arbeit auf diesem Gebiet stammt von C. BEALS[46]). Er erhält eine rechteckige Kontur, also in einer Breite von 2v konstante Intensität und einen senkrechten Abfall an beiden Seiten. Die teilweise sehr großen Bandenbreiten geben Expansionsgeschwindigkeiten von mehr als 2000 km/sec, eine Tatsache, die durch die großen Violettverschiebungen der Absorptionslinien bestätigt wird. Trotz einer Reihe von anderen Bandenkonturen sind doch bei einigen Neuen Sternen, z. B. bei N Aquilae 1918 und

N Cygni 1920 flache Konturen gefunden worden, die in großen Zügen wenigstens dem von BEALS berechneten rechteckigen Profil entsprechen. Daraus würde dann annähernd eine konstante Expansionsgeschwindigkeit in der Gashülle folgen.

Die nächsten Arbeiten von CHANDRASEKHAR[47]), WILSON[48]) und GERASIMOVIC[49]), versuchen bereits Linienkonturen darzustellen, bei denen die Intensität in der Mitte der Linien abzusinken beginnt. Dazu wird die Konstanz der Expansionsgeschwindigkeit fallen gelassen und eine funktionale Abhängigkeit $v = f(R)$ eingeführt.

Auf diesem Wege hat zuerst CHANDRASEKHAR[47]) gezeigt, daß die Tatsache, daß der Radius der expandierenden Gashülle nicht sehr groß gegenüber dem Radius der photosphärischen Zone wäre, eine beträchtliche Unsymmetrie des Emissionsbandes fordern würde. Dabei entspräche der Maximalintensität die Geschwindigkeit Null, mit einer Violettverschiebung des Bandenzentrums. Wir hatten jedoch bereits gesehen, daß bei den einzelnen Neuen Sternen vorwiegend die Bandenzentren um 1—2 AE nach Rot verschoben sind. Auch ist die geforderte Unsymmetrie bisher nicht beobachtet worden, daher wird der obige Effekt wohl immer ohne große Bedeutung bleiben.

Bei RS Ophiuchi 1933 findet WILSON[48]), daß die roten Konturen der Wasserstoff-Banden 4 Tage nach dem Maximum sich durch die empirische Formel $J = e^{-\left(\frac{u}{u_0}\right)^n}$ darstellen lassen, wobei $n = 1 + k\,\frac{u_0}{u} - k$ ($k = 0.125$) ist, u_0 die Geschwindigkeit ist, für die die Intensität 1/e ihres Maximalwertes beträgt. U_0 nimmt vom 16. August bis zum 2. September von 880 auf 310 km/sec ab und bleibt dann wenigstens 2 Monate lang konstant. Desgleichen nimmt k ab und wird schließlich gleich 0.

Nun gelang es aber GERASIMOVIC[50]), zu zeigen, daß die letzteren Konturen sich auch ebensogut durch die einfachere Formel $I = u^{-\gamma} - 1$ ($\gamma = 0.225$) darstellen lassen. Dieser γ-Wert entspricht dem Geschwindigkeitsgesetz $v \sim \frac{1}{r^{0.36}}$. Es wurden ferner die bei N Aquilae 1918 etwa 4 Tage nach dem Maximum beobachteten Konturen der H-Banden durch das Gesetz $v \sim \frac{1}{r^{0.25}}$ wiedergegeben. Und bei N Herculis 1934 hat GERASIMOVIC gezeigt, daß am 10. Januar die Konturen der Wasserstoff-Banden durch die Annahme erklärt werden können, daß $v \sim \frac{1}{r^{0.38}}$ ist. Man sieht, daß in allen drei Fällen die Gesetze vom gleichen Typ sind. Sie zeigen, daß die Expansionsgeschwindigkeit in der Gashülle mit wachsendem Abstand vom Sternzentrum abnimmt. GERASIMOVIC weist dann noch auf

die Schwierigkeit hin, die dadurch entsteht, daß alle Betrachtungen einen konstanten materiellen Emissionsstrom voraussetzen. Diese Bedingung ist aber bei fast allen Neuen Sternen bestimmt nicht erfüllt. Eine Ausnahme stellen nur N Aurigae 1891 und N Herculis 1934 dar, wo der Emissionsstrom der materiellen Teilchen gemäß des Verlaufs der Lichtkurve mehr als 2 Monate hindurch fast konstant blieb. Bei allen anderen Neuen Sternen nimmt aber dieser Strom sofort nach dem Maximum wieder ab, so daß in solchen Fällen die Beobachtungen zeitlich nur unmittelbar nach dem Helligkeitsmaximum benutzt werden dürfen, wie es GERASIMOVIC auch tatsächlich getan hat.

Alle diese Berechnungen haben aber keine Erklärungsmöglichkeit für die so oft beobachteten intensiven Maxima in den Emissionsbanden gezeigt. MOORE und SHANE[51]) fanden bei N Aquilae 1918, daß die in den Wasserstoff- und Nebel-Banden paarweise auftretenden Maxima, die um den gleichen Betrag nach Rot und Violett verschoben waren, von gegenüberliegenden Seiten der expandierenden Scheibe herrührten. Da die am meisten verschobenen Maxima von den inneren Teilen der Scheibe herstammten und die weniger verschobenen Maxima hauptsächlich vom Anfang und Ende der Scheibe, konnte die Annahme einer einfachen Rotation diese Erscheinungen nicht erklären.

Unter den gleichen obigen Annahmen über die expandierende Gashülle haben ARAKI und KURIHARA[52]) die allgemeinen Eigenschaften der Emissionsbandenprofile in ihrer Abhängigkeit von der Geschwindigkeitsverteilung näherungsweise berechnet. Es ergaben sich Konturen, die mit denen in einigen Neuen Sternen beobachteten übereinzustimmen schienen. Auf Grund des Studiums der Intensitätsverteilung im Hβ-Band bei N Aquilae 1918 gelangten die Autoren zu dem Schluß, daß die Gashülle sich in der Zeit vom 7. bis 19. September mit einer konstanten Geschwindigkeit ausdehnte, während dagegen die Geschwindigkeit vom 27. Juli bis 23. August dem Abstand R vom Sternzentrum proportional war.

7. Auftreten der Cyan-Banden und unbekannter Linien.

Eine besondere Eigentümlichkeit bei einigen Neuen Sternen bildet das Auftreten der Cyan-Banden, die sonst in Absorption nur in Spektren der Sterne mit niedriger Temperatur vorkommen. Der erste beobachtete Fall ist N Persei 1901, wo das Cyan-Band bei 3882 und 3859 mit zu den Charakteristika des Minimumtypus gehörte. Zu anderen Zeiten war es vollkommen verschwunden. Am 16. und 20. April war das Band stärker als Hε und Hδ. Etwa einen Monat nach dem Maximum wurde neben He, O, Mg und Vd auch Cyan beobachtet, und zwar bei 3857, 3862 und 3883 mit merklicher Inten-

sität. Noch 7 Monate nach dem Maximum konnten folgende Cyan-Banden festgestellt werden: 3857, 3862, 3871 und 3883. Eine Erklärung für das Auftreten in diesen Stadien erscheint vorläufig nicht möglich.

Auch im Falle der N Aquilae 1919 hat LUNDMARK[53]) am 22. bis 27. September 1921 die Cyan-Banden bei 3883, 3590 und 4216 beobachtet. Allerdings nimmt dieser Neue Stern auch sonst eine Ausnahmestellung ein.

Der dritte und bisher letzte Fall ist N Herculis 1934. Am Morgen des 25. Dezember, also drei Tage nach dem Helligkeitsmaximum, erschienen im Spektrum die Cyan-Banden bei 4216, 3883 und 3590. Ihre maximale Stärke traf mit dem Minimum am 26. Dezember zusammen, dabei war 3883 die intensivste Bandenkante. Die negativen Verschiebungen der Kanten waren von der gleichen Größe wie die der Absorptionslinien der ionisierten Metalle (3.5 AE). Mit dem 1. Januar waren alle diese Banden verschwunden. Nach GROTRIAN[54]) könnte man ihr Auftreten so deuten, daß die sich ausdehnende Gashülle kometenartige Materie zum Verdampfen brachte. Aber im Falle der N Persei 1901 ist dies keine ausreichende Erklärung, da die Banden nicht sofort wieder verschwanden, sondern noch mehr als sieben Monate nach dem Maximum beobachtet werden konnten.

In einer Reihe von Fällen treten im Spektrum der Neuen Sterne Linien auf, die bisher noch nicht identifiziert werden konnten. Besonders auffällig bei N Pictoris 1925 war eine Linie bei 6086, da dieselbe im Jahre 1931 die stärkste Linie des Spektrums war. Inzwischen ist sie noch bei anderen Neuen Sternen beobachtet worden und wurde neuerdings von BOYCE[55]) als dem verbotenen [CaV]-Spektrum zugehörig gefunden.

Bei N Aquilae 1918 gibt es ein noch unbekanntes Linienpaar bei 4560 und 4576, welches große Lageänderungen aufwies und in wechselseitiger Beziehung zueinander zu stehen schien. Ein Gleiches gilt für zwei Emissionsbanden bei 3483 und 3431 im Spektrum der N Geminorum 1912. Dies sind wahrscheinlich dieselben Linien, die auch bei N Herculis 1934 auftraten, und hier wurde 3483 dem N III und 3431 dem O III zugeschrieben. Bei N Lacertae 1936 sind die beiden Linien 6000 und 6240 AE noch nicht identifiziert. 6000 tritt auch im Spektrum der N Aquilae 1918 neben den O- und N-Banden auf, so daß diese Linie vielleicht dem O- oder N-Spektrum angehört.

Als interessanter Fall traten bei RS Ophiuchi etwa 50 Tage nach dem Maximum (eventuell schon früher) die grüne und rote Koronalinie 5303 und 6374 auf. Später kamen noch die Koronalinien bei 3987, 4086 und 4231 hinzu. Es besteht die Möglichkeit, daß 4086 auch bei N Geminorum 1912 beobachtet wurde. Nach ADAMS[56]) war bei RS Ophiuchi 8 Monate nach dem Maximum keine Spur von 5303 und 6374 mehr vorhanden. Aus der Tatsache, daß die Korona-

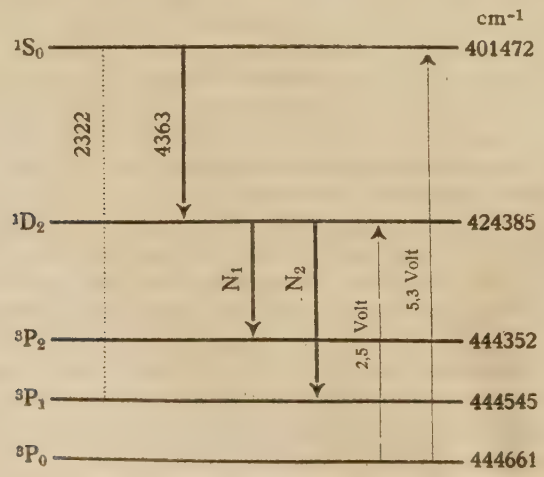
linien erst später als die Nebellinien auftraten, d. h. also bei geringerer Dichte der expandierenden Gashülle, könnte man nach GROTRIAN[57]) folgern, daß die metastabilen Anfangszustände der Koronalinien noch größere Lebensdauer haben als die der Nebellinien. Auch bei N Herculis 1934 wurde die grüne Koronalinie 5303 beobachtet. Nach BOYCE[55]) folgen 2 [CaV]-Linien bei 5309 ± 5 und bei 3996 ± 5 AE. Wollte man 5303 dem [CaV] zuschreiben, so ergäbe sich für die zweite Linie 3992. Es gibt nun im Spektrum eine schwache Linie bei 3992, die aber auch zu A II oder S II gehören kann. Tatsächlich gibt es aber auch eine Koronalinie bei 3987 AE.

8. Das Nebelstadium.

Dieses Stadium ist das nächstfolgende in der Entwicklung und dabei ein äußerst charakteristisches bei allen Neuen Sternen. Die drei Hauptnebellinien, denen dieses Stadium seinen Namen verdankt, sind die drei verbotenen Linien des [O III]-Spektrums, nämlich 5007 (N_1), 4959 (N_2) und 4363. Sie erscheinen im allgemeinen zur gleichen Zeit wie die hellen B-Typus-Banden des O, N, C und He. Letztere weichen dann schließlich fast vollkommen den Nebelbanden, also höher ionisierten Atomen derselben Elemente. Rein zeitlich betrachtet nimmt das Nebelstadium einen viel größeren Raum in der Entwicklung ein als die vorhergehenden A- und B-Typus-Stadien. Im allgemeinen erscheinen die Nebelbanden einige Wochen nach dem Maximum. Es gibt allerdings auch einige Ausnahmen, so z. B. N Aquilae 1918, wo PLASKETT[58]) die Linien 5007 und 4363 bereits 11 Tage nach der Maximalhelligkeit beobachten konnte, und RS Ophiuchi 1933, bei dem ADAMS[59]) schon 6 Tage nach dem Maximum 4363 schwach feststellen konnte und alle drei Nebellinien bereits 19 Tage nach dem Maximum im Spektrum vorhanden waren. Allerdings wird gerade in diesem Fall vermutet, daß diese recht scharfen Nebellinien in einer ruhenden Schale entstehen, die noch von einem früheren Ausbruch um den Stern gelagert ist. Bei η Carinae 1843 konnten in den Jahren 1899, 1913 und 1919 die Nebellinien nicht beobachtet werden. N Pictoris 1925 zeigte auch eine Abweichung vom allgemeinen Verhalten. Der zeitlich viel größere Maßstab der Lichtkurve ist auch in der Entwicklung des Spektrums insofern ausgeprägt, als 6 Monate nach dem Maximum von den Nebellinien noch keine Spur vorhanden war. Einen weiteren Monat später erschien dann 4363, und das charakteristische Nebelstadium begann erst 10 Monate nach dem Maximum. Eine ähnliche, wenn auch kleinere Verzögerung, trat bei N Herculis 1934 auf, da die Nebelbanden erst 4 bis 5 Monate nach dem Maximum erschienen. Innerhalb des nächsten Monats war aber dann das Nebelstadium bereits vollständig entwickelt. Die 1936 erschienenen Neuen Sterne hatten eine zeitlich reguläre Entwicklung.

Von besonderem Interesse ist das Intensitätsverhältnis der Nebellinien in den Neuen Sternen im Vergleich zu dem in planetarischen Nebeln, da darin ein wichtiger Unterschied zutage tritt. Mit einer einzigen Ausnahme (IC 4997) ist in den planetarischen Nebeln 4363 die schwächste Linie, während sie dagegen bei ihrem ersten Auftreten in den Spektren Neuer Sterne immer die bei weitem stärkste Linie ist. Bei N Geminorum 1912 erschien 4959 erst 8 Tage später als 4363, und 5007 noch später. Die Nebellinien werden auch bei R Aquarii (Intensitätsverhältnis wie bei planetarischen Nebeln) und Z Andromedae (Intensitätsverhältnis wie bei Neuen Sternen) gefunden. Allgemein findet man bei planetarischen Nebeln das Intensitätsverhältnis 4363 : 4959 = 1 : 20, dagegen bei den Neuen Sternen 4363 : 4959 = 10 : 1. In den späteren Stadien der spektralen Entwicklung der Novae nähert sich dann das Verhältnis wieder dem in planetarischen Nebeln.

Eine Erklärung für diese Beobachtungstatsache gibt W. GROTRIAN[60]): Nach BOWEN[61]) entstehen die verbotenen [O III]-Linien 5007, 4959 und 4363 durch Emission von den metastabilen Anfangszuständen $^1S_0$ und $^1D_2$ aus. Da diese Niveaus nach der Theorie von ZANSTRA[62]) im wesentlichen durch den Stoß photoelektrisch ausgelöster, langsamer Elektronen vom Normalzustand $^3P_0$ des O III-Ions angeregt werden, und da zur Anregung von $^1D_2$ nur 2,5 Volt, zur Anregung von $^1S_0$ aber 5,3 Volt notwendig sind, und weil bei den photoelektrisch ausgelösten Elektronen sicher wesentlich mehr Elektronen mit 2,5 Volt als mit 5,3 Volt vorhanden sein werden, müssen die $^1D_2$-Zustände häufiger als die $^1S_0$-Zustände angeregt werden. Dadurch kann das bei den planetarischen Nebeln beobachtete Intensitätsverhältnis zustande kommen. Zur besseren Übersicht stellt die Figur die Grundniveaus des verbotenen [O III]-Spektrums dar.



Bei den Neuen Sternen kann das Intensitätsverhältnis dadurch erklärt werden, daß die im $^1D_2$-Zustand befindlichen Ionen durch Stöße erster oder zweiter Art gestört werden, während die im $^1S_0$-Zustand befindlichen Ionen während ihrer Lebensdauer noch ungestört bleiben und die Linie 4363 emittieren können. Es wird also zu diesem Zeitpunkt die Dichte der Gashülle bei den Neuen Sternen noch viel größer sein müssen als bei planetarischen Nebeln, und zwar so groß, daß die Zeit zwischen zwei Zusammenstößen kleiner ist als die Lebensdauer der $^1D_2$-Ionen. Ferner muß die Lebensdauer der $^1S_0$-Ionen wesentlich kleiner sein als die der $^1D_2$-Ionen. Nun nimmt aber auch mit der ständig wachsenden Ausdehnung die Dichte der den Neuen Stern umgebenden Gasschale immer mehr ab. Die erste Nebellinie wird bei der Dichte auftreten, bei der die Zeit zwischen zwei Zusammenstößen von derselben Größenordnung ist wie die Lebensdauer des betreffenden metastabilen Anfangszustandes. Daher wird zuerst die Linie 4363 auftreten, da die Lebensdauer von $^1S_0$ kleiner als die von $^1D_2$ ist. Bei der ständig weiter abnehmenden Dichte erscheinen dann auch die anderen beiden Nebellinien, allerdings noch wesentlich schwächer als 4363, weil 5007 und 4959 noch teilweise durch Stöße ausgelöscht werden. Wenn dann infolge der Expansion die Dichteabnahme so weit fortgeschritten ist, daß nunmehr auch die Zeit zwischen zwei Zusammenstößen groß gegen die Lebensdauer des $^1D_2$-Zustandes geworden ist, dann wird sich auch bei den Neuen Sternen dasselbe Intensitätsverhältnis wie bei den planetarischen Nebeln ergeben. Damit haben die Beobachtungstatsachen ihre Deutung gefunden.

Wenn man trotz der mannigfachen Unregelmäßigkeiten in der Entwicklung eines Neuen Sternes bis zum Beginn des Nebelstadiums einzelne besondere Merkmale der verschiedenen Stadien hervorhebt, so gelangt man zu folgender Darstellung:

Kurz vor dem Maximum:	A-Typus-Absorptionsspektrum oder Entwicklung von B zu A.
Im Maximum:	A-Typus-Absorptionsspektrum, Entwicklung der hellen Banden.
Nach dem Maximum:	Vielfache H-Absorptionen. B-Spektrum. Auftreten der N III-Absorptionen bei 4097 und 4103. Auftreten der Nebellinien.

In der folgenden Tabelle sind für eine Anzahl Neuer Sterne die Geschwindigkeiten des Hauptabsorptionsspektrums v, die Zeitdauer nach dem Maximum in Tagen, in der zum ersten Male die N III-Absorptionen und die Nebellinien beobachtet werden konnten, aufgeführt. Die letzte Kolonne enthält die Dauer des Abfalls der Helligkeit nach dem Maximum um 3 Größenklassen in Tagen:

		v in km/s	N III-Abs.	O III-Em.	Abf. um 3^m
N Pictoris	1925	300	300^d	225^d	115^d
N Herculis	1934	336	130^d	120^d	86^d
N Cygni	1920	650	20^d	40^d	17^d
N Geminor.	1912	850	15^d	25^d	32^d
N Lacert.	1936	1500	13^d	21^d	16^d
N Aquilae	1918	1650	5^d	11^d	16^d

Man kann nun aus der obigen Zusammenstellung mit Sicherheit schließen, daß die Reihe der spektralen Änderungen schneller durchlaufen wird, wenn der Helligkeitsabfall nach dem Maximum um 3 Größenklassen nur einige Tage dauert. Abgesehen von einer Ausnahme tritt die Parallelität sehr deutlich hervor. Außerdem kommt noch hinzu, daß die größere Schnelligkeit in der Entwicklung eine größere Violettverschiebung des Hauptabsorptionsspektrums zu bedingen scheint. Recht anschaulich tritt diese Beziehung bei N Pictoris 1925 und N Herculis 1934 hervor, bei denen die einzelnen Phasen sehr langsam aufeinander folgen.

Bei dem Übergang eines Neuen Sternes in das Nebelstadium wurde noch eine besondere Erscheinung beobachtet. BARNARD[63]) hatte darauf aufmerksam gemacht, daß bald nach dem Maximum für alle Neuen Sterne ein längerer Fokus als für gewöhnliche Sterne benötigt wurde. Diese Erscheinung war so charakteristisch, daß in vielen Fällen, in denen die Helligkeit des Neuen Sterns für eine spektrale Untersuchung zu gering war, bereits dadurch der Übergang in das Nebelstadium festgelegt werden konnte. Bei N Persei 1901 gelang es BARNARD[63]), etwa 1.5 Jahre nach dem Maximum die langsame Rückkehr zum Sternfokus zu verfolgen, die am 28. Februar 1903 vollzogen war.

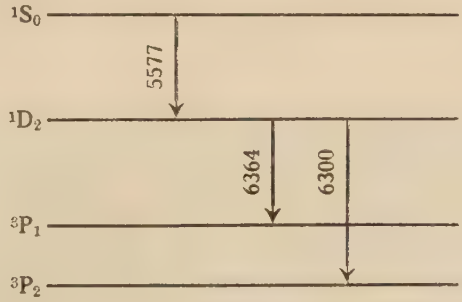
Kehren wir zur spektralen Betrachtung des Nebelstadiums zurück, so sei zuerst erwähnt, daß bei allen Neuen Sternen die Linien 3868 und 3968 von [Ne III] beobachtet wurden. Bei N Persei 1901 waren beide Linien sechs Monate nach dem Maximum sogar stärker als die Nebellinien. Später traten sie dann immer mehr zurück.

Ein weiteres besonderes Merkmal im Spektrum des Nebelstadiums ist das Auftreten des Transnordlichtdubletts 4068 und 4076 aus dem [S II]-Spektrum. Dieses Dublett tritt bei allen Neuen Sternen auf. Es ermöglicht außerdem die Identifizierung des einen Paares unbekannter Linien, welches in N Aquilae 1918 von PADDOCK[64]) bei 4061 und 4068, allerdings in ständig wechselnder Lage, beobachtet wurde. Bei N Cygni 1920 beobachtete WRIGHT[65]) etwa 3 Wochen nach dem Maximum zum ersten Male dieses Paar bei 4064 und 4070, desgleichen in unbeständiger Lage. BAXANDALL[66]) befürwortete die Identifikation mit N III 4097/4103. Daraus würde eine große Violettverschiebung resultieren. Es erscheint daher immerhin möglich, dieses Paar mit dem [S II]-Dublett zu identi-

fizieren. Eine Entscheidung ist in diesem Fall aber nicht möglich, da sich die sehr großen Verschiebungen bei N Geminorum 1912 und N Lacertae 1936 auf die Identifizierung mit N III stützen.

Das Nebelstadium bei den Neuen Sternen stellt sich als einer der wichtigsten Entwicklungszweige dar. Die Vielfachheit und Verschiedenheit der zu dieser Zeit nebeneinander auftretenden Linien läßt eine genaue Analysierung nur dann zu, wenn die hervorragendsten und wichtigsten Linien für sich besprochen werden.

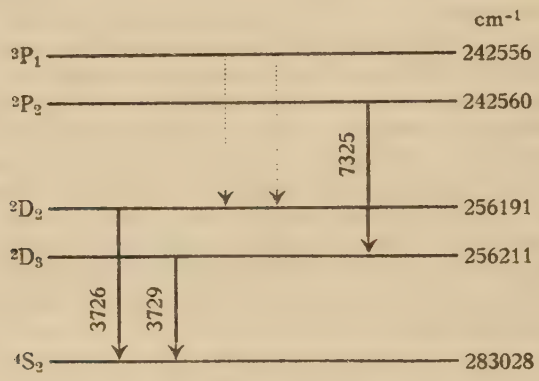
In der zeitlichen Reihenfolge interessieren zuerst die sogenannten Nordlichtlinien 5577, 6300 und 6364 des verbotenen [O I]-Spektrums. Diese Linien sind als Emissionslinien in fast allen Neuen Sternen beobachtet worden, und zwar hat GROTRIAN[67]) als erster darauf hingewiesen. Sie treten stets vor dem Erscheinen der entsprechenden [O III]-Linien auf und erreichen ihr Maximum viel früher, verschwinden bereits wieder, wenn jene ihrem Intensitätsmaximum zustreben. Diese Tatsache erklärt sich zwanglos aus der bei der ständigen Expansion der Gashülle abnehmenden Dichte und zunehmenden Ionisation. Zur näheren Untersuchung werfen wir einen Blick auf die Figur 1.



Figur 1

Die drei Nordlichtlinien entstehen als Übergänge zwischen den metastabilen Zuständen $^1S_0$, $^3P_{12}$ und $^1D_2$. In den planetarischen Nebeln werden nur die beiden roten Linien beobachtet. BOWEN[68]) hat für das verschiedene Intensitätsverhältnis von 6300 und 6364 zu 5577 im Nordlicht und in Nebeln eine analoge Erklärung wie für die [O III]-Linien gegeben, die auf der verschiedenen Lebensdauer der metastabilen Zustände $^1S_0$ und $^1D_2$ beruht. Das Intensitätsverhältnis der roten Linien, 6300 stärker als 6364, ist in gleichem Maße bei den Neuen Sternen beobachtet worden. Es zeigte sich nun, daß in allen Fällen 5577 bereits wenige Tage nach dem Maximum die größte Intensität erreichte und dann schwächer wurde, während die roten Linien bis mehrere Monate nach dem Maximum noch stetig intensiver wurden. Die ganze Erscheinung und auch ihre Erklärung ist der bei den [O III]-Linien analog: Wenn die Lebensdauer des $^1D_2$-

Zustandes größer ist als die von $^1S_0$, so werden zu Beginn der Entwicklung der Nebelhülle, wenn die Dichte in derselben noch groß ist, die roten Linien durch Stöße stärker ausgelöscht als 5577. Die Auslöschung wird mit abnehmender Dichte geringer, und da die Anregungsenergie des $^1D_2$-Zustandes kleiner ist als die des $^1S_0$-Zustandes, werden die roten Linien stärker. Sie konnten bei N Geminorum



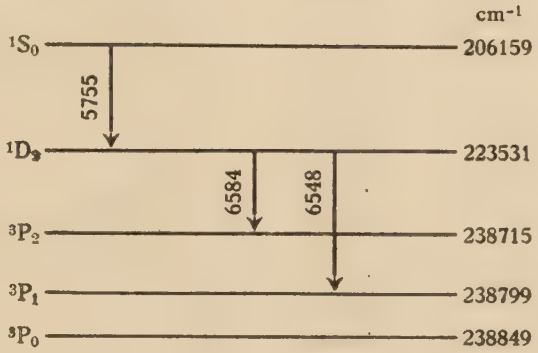
Figur 2

1912, N Aquilae 1918, N Herculis 1934 und N Lacertae 1936 noch Monate nach dem Maximum beobachtet werden. Die entsprechenden Linien des Zwischenstadiums der einfachen Ionisation sind die verbotenen [O II]-Linien 3726, 3729 und 7325. Abgesehen von N Herculis sind bisher mit Sicherheit in einer Reihe von Fällen nur die violetten Linien beobachtet worden. Die extreme Lage von 7325 im roten Spektralgebiet erschwert die Beobachtung sehr, so daß sich über dieses Zwischenstadium bis heute noch keine hinreichende Aussage machen läßt.

Als letzte wichtige Liniengruppe sollen noch die verbotenen [N II]-Linien 5755, 6548 und 6584 betrachtet werden. Die Figur 3 gibt einen Überblick über das Niveauschema, und man ersieht daraus sofort, daß diese drei Linien wiederum den verbotenen Linien des [O III]-Spektrums analog sind. Auch sie treten alle drei im Nebelstadium in den Spektren der Neuen Sterne auf. Die Verhältnisse sind auch hier ähnlich gelegen, denn anscheinend tritt zuerst immer die Linie 5755 am intensivsten auf, während die roten Komponenten erst später stärker werden. Bei N Geminorum 1912 und N Aquilae 1918 erschien 5755 bereits 4 bzw. 9 Tage nach dem Maximum, also auch noch vor den eigentlichen Nebellinien. Bei N Pictoris 1925 trat gemäß der langsamen Entwicklung die gelbe Linie 7 Monate nach dem Maximum auf, also immerhin noch 14 Tage vor den Nebellinien. Es scheint auch in diesem Fall die bereits für das ent-

sprechende Verhalten der [O I]-Linien gegebene Erklärung zu gelten. Was die anfänglich größere Intensität von 5755 betrifft, so ist die Deutung dieser Erscheinung analog wie bei den [O III]-Linien. Es möge noch hinzugefügt werden, daß für den Nebel NGC 6572 das Intensitätsverhältnis 5755 : 6548 : 6584 = 2 : 10 : 30 gilt.

Außer diesen verbotenen Linien treten im Nebelstadium eines Neuen Sternes noch eine große Anzahl weiterer verbotener Linien



Figur 3

auf, denen wir uns nunmehr zuwenden wollen. Da eine Einzeluntersuchung bei den jetzt zu besprechenden Linien nicht möglich ist, wollen wir uns auf eine summarische Übersicht beschränken. Die folgende Tabelle gibt die in den einzelnen Neuen Sternen mit Sicherheit identifizierten verbotenen Linien wieder. Die erste Kolonne enthält die Wellenlänge, die zweite das zugehörige Element, die dritte den Übergang und die letzte die Neuen Sterne.

λ	Element	Übergang	Neue Sterne
3342	Ne III	Nordl.	4, 7, 15.
3344	Ne V	Nebel.	4, 7, 8, 15.
3424	Ne V	Nebel.	4, 7, 8, 10, 11, 15.
3466	N I	Transn.	4, 5, 15.
3726	O II	Nebel.	1, 4, 7, 8, 11, 12, 15.
3729	O II	Nebel.	1, 4, 7, 8, 11, 12, 15.
3869	Ne III	Nebel.	1, 4, 7, 8, 10—12, 14—16.
3968	Ne III	Nebel.	1, 4, 6—12, 14—16
3996	F IV	Nebel.	10, 12, 15.
4059	F IV	Nebel.	15.
4068	S II	Transn.	4, 6—12, 15.
4076	S II	Transn.	4, 6—12, 15.
4363	O III	Nordl.	1—16.
4621	C I	Transn.	1, 5, 6, 7, 12.

λ	Element	Übergang	Neue Sterne
4711	A IV	Nebel.	1, 3, 4, 6—12, 14, 15.
4726	Ne V	—	4, 7, 8, 10, 12, 15.
4740	A IV	Nebel.	1, 4, 7, 8, 10, 15.
4959	O III	Nebel.	1—16.
5007	O III	Nebel.	1—16.
5308	Ca V	Nebel.	4, 6, 7, 8, 10, 11, 12, 15.
5322	Cl IV	Nordl.	4, 7, 8, 11, 12.
5519	Cl III	Nebel.	4, 5, 7, 9.
5538	Cl III	Nebel.	1, 4, 6—9, 11, 15.
5577	O I	Nordl.	1, 4—8, 10, 15, 16.
5721	F III	Nordl.	8, 12, 15.
5732	F III	Nordl.	12, 15.
5755	N II	Nordl.	1—16.
6086	Ca V	Nordl.	12, 15, 16.
6300	O I	Nebel.	1, 4, 6—8, 10, 11, 14—16.
6364	O I	Nebel.	4, 6—8, 10, 11, 15, 16.
6436	A V	Nebel.	7, 15.
6548	N II	Nebel.	7, 15.
6584	N II	Nebel.	6, 7, 15.
6717	S II	Nebel.	7, 15.
6730	S II	Nebel.	7, 15.

Dabei bedeuten:

1.	N Aurigae 1891	9.	N Monocer. 1918
2.	N Normae 1893	10.	N Ophiuchi 1919
3.	N Sagittarii 1898	11.	N Cygni 1920
4.	N Persei 1901	12.	N Pictoris 1925
5.	N Geminorum 1903	13.	N Aquilae 1927
6.	N Lacertae 1910	14.	RS Ophiuchi 1933
7.	N Geminor. 1912	15.	N Herculis 1934
8.	N Aquilae 1918	16.	N Lacertae 1936

Über das Vorhandensein von [N I] 5198—5201, [Ca VI] 5631 und 5766 ist keine Entscheidung möglich, während die [P I]-Linie 5332 bis 5340 wahrscheinlich beobachtet wurde. Nach BEER[69]) waren bei N Herculis 1934 auch 7318 und 7331 anwesend, das sind zwei [O II]-Linien.

Die Identifikation stößt teilweise auf recht große Schwierigkeiten, da viele Linien einander überlagern, so daß eine Zuordnung nicht immer eindeutig möglich ist. Eine große Anzahl dieser Linien tritt nun auch im Spektrum der Nebel auf, aber bei den Neuen Sternen besteht die Möglichkeit, ihr Auftreten in Abhängigkeit von den in der Gashülle herrschenden Bedingungen zu beobachten. Auch weisen die bisher noch unbekannten Linien dem Studium und

der Identifikation neue Wege, da sich aus dem Zeitpunkt ihres Auftretens im Spektrum der Neuen Sterne die physikalischen Bedingungen näher festlegen lassen.

In den Spektren der planetarischen Nebel findet man mit wenigen Ausnahmen fast alle bei den Neuen Sternen beobachteten verbotenen Linien wieder. Die Linien, die bisher nicht in den Nebeln gefunden werden konnten, sind die Linien des [F III]- und [F IV]-Spektrums. Ferner fehlen noch [N I] 3466 und [Cl IV] 5322. Aber eine restlose Übereinstimmung ist auch gar nicht zu erwarten, da die physikalischen Bedingungen, unter denen die Linien emittiert werden, sicherlich nicht vollkommen identisch sind. Was nun die erlaubten Linien angeht, so gibt es in den Neuen Sternen und den Nebeln viele übereinstimmende Linien von C II, O II, O III, N II und N III. Eine genauere Erörterung der Anzahl und der Intensität dieser Linien ist nicht möglich, weil die Beobachtungsdaten noch zu gering sind. Ein Vergleich könnte sich fast nur auf die Beobachtungen der N Herculis 1934 stützen, und allgemeine Schlüsse dürfen aus nur einem einzigen Fall nicht gezogen werden.

Etwa 1 bis 2 Jahre nach dem Maximum werden in den Spektren der Neuen Sterne die Nebelbanden bereits weniger vorherrschen. Die Entwicklung nähert sich dem WR- und O-Typus-Spektrum dadurch, daß zu den Nebellinien die charakteristischen WR-Banden treten. Ein genauer Zeitpunkt für das gänzliche Verschwinden der Nebellinien läßt sich nicht angeben. Als erster hat bei der N Persei 1901 HARTMANN[70]) darauf hingewiesen, daß dieselben bereits 4 bis 6 Jahre nach dem Maximum nicht mehr zu erkennen waren. Bei N Aurigae 1891 dagegen gelang noch 10 Jahre nach dem Maximum eine Beobachtung der Nebellinien, zwei Jahre später aber nicht mehr. Bei N Aquilae 1918 betrug die Zeit bis zum völligen Verschwinden der Nebellinien 8 Jahre. Bei N Pictoris 1925 konnte sie SPENCER JONES[71]) im Jahre 1934 immer noch feststellen. Man darf annehmen, daß im allgemeinen nach etwa zehn Jahren die Nebelbanden aus dem Spektrum verschwunden sind. Ein Jahr nach der Maximalhelligkeit befinden sich die Neuen Sterne immer noch im Nebelstadium. Sie zeigen auf einem sehr schwachen kontinuierlichen Untergrund die breiten hellen Nebelbanden und dazu die WR-Banden. Im darauffolgenden Jahr werden dann die Nebellinien sehr viel schwächer, und die Linie 4686 gewinnt immer mehr an Intensität.

Im Hinblick auf die zeitweilige große Ähnlichkeit des Spektrums eines Neuen Sternes mit dem eines planetarischen Nebels ist die Feststellung wichtig, daß der Krebsnebel (NGC 1952) ein Bindeglied zu den Neuen Sternen bildet. Auf Grund der ZANSTRAschen[72]) Theorie wurde die Temperatur seines Zentralsterns zu 100 000° bestimmt. Unzweifelhaft hat auch der doppelte Kern manches Verwandte mit einer Exnova.

Die letzten Beobachtungen dieses elliptischen Nebels (6′ und 4′ Achsen-Durchmesser) stammen von MAYALL[73]). Das Spektrum zeigte 3727, 3869, 3968, Hβ, Hγ, 4363, 4686, N_1 und N_2 als Emissionslinien. Auf das scheinbare Zentrum bezogen, folgte eine Expansionsgeschwindigkeit des Nebels von 1050 km/sec. Die Entfernung wurde zu 1500 ps bestimmt, ein Ergebnis, das aber noch unsicher ist. Nach MAYALL ist deshalb die jährliche Ausdehnung von 0.″178 ein Mindestwert. Schon früh war der Gedanke laut geworden, daß wir es hier mit einem „alten" Neuen Stern zu tun haben. LUNDMARK[74]) gibt in seiner Liste der vermutlichen Neuen Sterne ein Objekt sehr nahe südlich von η Tauri, das durch Chinesen im Jahre 1054 n. Chr. beobachtet wurde. Unter der Annahme einer konstanten Expansionsgeschwindigkeit derselben Größe erhält man durch Zurückrechnung als Ausbruchsdatum etwa das Jahr 1100 n. Chr. Die vermutete Identität erscheint daher sehr wahrscheinlich. Nun wird aber bei einer Entfernung von 1500 parsecs und einer angenommenen absoluten Helligkeit im Maximum von $M_{max} = -7$ die scheinbare Helligkeit im Maximum etwa $3.^m9$. Es folgt daraus, daß der Neue Stern in Wirklichkeit viel heller gewesen sein muß, um zu jener Zeit als besondere Erscheinung registriert zu werden. Helligkeitsangaben sind nicht vorhanden, sondern nur die Bemerkung, daß der Stern 6 Monate lang zu sehen war. Setzt man als scheinbare Helligkeit zur Zeit des Maximums nur etwa den Wert $-1.^m5$ an, dann gelangt man zu $M_{max} = -12.4$, d. h. wir haben es mit einer Super-Nova zu tun. Diese Feststellung bleibt auch dann noch richtig, wenn die Entfernung um etwa 10 % zu groß angegeben ist. Der Wert m_{max} ist eine vorsichtige Schätzung, wahrscheinlich war die Helligkeit noch größer.

9. Das WR- und Endstadium der Entwicklung.

Der eigentliche Übergang vom Nebelstadium zum folgenden WR-Stadium vollzieht sich ganz allmählich. Im zweiten Jahr nach dem Helligkeitsmaximum haben wir dann schon das typische WR- oder O-Typus-Stadium gut ausgeprägt. N Pictoris 1925 befand sich nach den Beobachtungen von SPENCER JONES[75]) in den Jahren 1933/34 in diesem Stadium, und das Spektrum blieb auch im nächsten Jahr noch unverändert. Im Jahre 1931 war die verbotene [Ca V]-Linie 6086 die intensivste im Spektrum, aber nunmehr war die He I-Linie 4686 die stärkste geworden. Die Intensität von Hα hatte stark abgenommen. Gemäß der langsamen Entwicklung wird das Spektrum in den folgenden Jahren ohne wesentliche Änderungen bleiben.

Die sich ausdehnende Nebelhülle wird immer größer und schwächer, so daß man nach und nach den zurückgebliebenen Kernstern beobachten kann, der im allgemeinen das Spektrum eines O-

Sternes zeigt. Das kontinuierliche Spektrum ist verhältnismäßig schwach, aber es ist die Tatsache unverkennbar, daß es mit wachsendem Abstand vom Maximum langsam stärker wird. Von den Emissionsbanden enthält das Spektrum nur noch H-, He II- und N III-Banden. Bemerkenswert ist die große Intensität von 4686. Dieses Spektrum bleibt nun viele Jahre hindurch ohne große Änderung bestehen. Die Geschwindigkeiten, mit denen die beiden letzten Stadien der Nova-Entwicklung durchlaufen werden, sind bei den einzelnen Neuen Sternen verschieden. Ein allgemein gültiges Merkmal aber liegt in der Tatsache begründet, daß nach dem Verschwinden des P-Typus-Spektrums, das durch die Nebelhülle des Kernsterns gegeben ist, das kontinuierliche Spektrum langsam stärker wird. Dieses O-Stadium ist aber nach LUNDMARK[76]) nicht endgültig, denn das N III-Band 4640 wird ständig schwächer, während 4686 immer noch an Intensität gewinnt. Daher geht das Oa-Spektrum in ein Ob-Spektrum über. Zur näheren Erläuterung sind nach VORONTSOV-VELYAMINOV[77]) entsprechende Beobachtungen für eine Anzahl Neuer Sterne in der Tabelle dargestellt. Die zweite Kolonne enthält die Zeit in Jahren nach der Maximalhelligkeit, zu der das in der letzten Kolonne aufgeführte Spektrum beobachtet wurde.

N Cassiopeiae	1572	—	M3
N Ophiuchi	1848	70	O
N Coronae	1866	55	Mb
N Cygni	1876	25	O
N Aurigae	1891	22	Ob
N Persei	1901	13	Ob
N Lacertae	1910	5	Oa
N Geminorum	1912	4	Ob
N Sagittae	1913	6	O
N Aquilae	1918	9	Ob

Die Zusammenstellung enthält zwei Ausnahmen. Wenn die Identifikation von N Cassiopeiae 1572 richtig ist, dann hat dieser Neue Stern als Endstadium den ungewöhnlichen Typus M3. Bei N Coronae 1866 verfügen wir über Beobachtungen. BERMAN[78]) konnte im Jahre 1932 im Spektrum helle Linien, darunter 4686, beobachten, die einem normalen M-Typus-Spektrum mit den gewöhnlichen TiO-Banden überlagert waren. Es ist nicht unwahrscheinlich, daß die Ursache für die hoch ionisierten Linien in einer äußeren Einwirkung zu suchen ist. BERMAN denkt dabei an eine enge Verbindung mit einem schwachen, sehr heißen Stern. Ähnliches vermutet MENZEL[78]) bei Z Andromedae, bei dem ein G-Typus-Spektrum zusammen mit einem Nebelspektrum vorhanden ist.

Im allgemeinen besteht aber bei den Neuen Sternen die Tendenz, nach einem verhältnismäßig kurzen Oa-Stadium in ein Ob-Stadium

überzugehen, um dann dieses Spektrum in ein anscheinend rein kontinuierliches zu verwandeln. Bei N Persei 1901 fand BRÜCK[80]) im Jahre 1931 ein schwaches Spektrum, das kontinuierlich zu sein schien, auf jeden Fall aber keine WOLF-RAYET-Banden erkennen ließ. Bei N Aquilae 1918 erhielt BRÜCK[80]) im Jahre 1931 ein kontinuierliches Spektrum ohne erkennbare Einzelheiten.

Bei allen Beobachtungen von Exnovae tritt als besondere Eigentümlichkeit die Tatsache hervor, daß das kontinuierliche Spektrum im Ultraviolett sehr intensiv ist. Man muß daraus den Schluß ziehen, daß der Stern eine hohe Temperatur besitzt. Es folgt also aus den Beobachtungen, daß wir in den Exnovae Sterne vor uns haben, die bei schwacher totaler Helligkeit eine höhere Temperatur besitzen als vor dem Ausbruch. Aus der bekannten Parallaxe läßt sich die absolute Helligkeit des Neuen Sternes nach dem Ausbruch feststellen, und man gelangt zu dem Ergebnis, daß die Neuen Sterne im Endstadium ihrer Entwicklung die charakteristischen Merkmale eines weißen Zwerges aufweisen. In einem späteren Kapitel werden wir sehen, daß dieses Ergebnis auch auf andere Weise bestätigt wird.

IV. Die Häufigkeit der Neuen Sterne.

Die Häufigkeit des Phänomens der Neuen Sterne, also die Zahl der Erscheinungen, die wir in einem Jahr in unserem Milchstraßensystem zu erwarten haben, läßt sich nur annäherungsweise schätzen. Alle folgenden Ergebnisse werden immer nur den Charakter von Minimalwerten tragen. Bei einer systematischen Prüfung von 1049 Harvard-Platten fand BAILEY[81]) 14 Neue Sterne. Er glaubt daraus schließen zu können, daß jedes Jahr mindestens 9 Neue Sterne erscheinen müßten, die im Maximum heller als die 10. Größenklasse aufleuchten. WYSE[82]) hat die Zahl der Erscheinungen, die im Maximum heller als 9^m werden, auf etwa 10 bis 20 Stück pro Jahr geschätzt. Für den Andromeda-Nebel gibt HUBBLE[83]) als wahrscheinlichen Wert die Zahl von 30 Neuen Sternen pro Jahr an, ein Ergebnis, welches mit dem in unserem Milchstraßensystem geschätzten Wert durchaus vergleichbar erscheint.

Es läßt sich nun aber trotz dieser nur ungenauen Schätzungen mit ziemlicher Sicherheit nachweisen, daß innerhalb eines Zeitraumes von 10^9 Jahren die Zahl der Neuen Sterne aus Sternen heller oder gleich der 17. Größe von derselben Größenordnung wird, wie die Anzahl der Sterne bis zur 17. Größenklasse überhaupt. Aus dieser Tatsache müßte dann der notwendige Schluß gezogen werden, daß jeder Stern unseres Systems mehrere Male das Stadium eines Neuen Sternes durchläuft, vielleicht sogar in regelmäßigen Abständen. Es ist nun von verschiedenen Seiten versucht worden, eine mittlere „Nova-Periode" herzuleiten, d. h. den mittleren zeitlichen Abstand zweier Ausbrüche desselben Sterns. Auf Grund der

Schätzung von BAILEY hat zuerst v. ZEIPEL[84]) eine Bestimmung der durchschnittlichen Nova-Periode versucht. Mit einer mittleren Amplitude von 10 Größenklassen ergab sich für die Praenovae eine scheinbare Helligkeit von größer als 19^m. Nun wird die Zahl der Sterne in unserem System heller als $19.^m5$ zu etwa $270 \cdot 10^6$ geschätzt, und daraus erhielt v. ZEIPEL eine durchschnittliche Periode von $30 \cdot 10^6$ Jahren. Aus der Zahl der Neuen Sterne im Andromedanebel berechnete er eine Periode von $90 \cdot 10^6$ Jahren und gelangte damit zu einer formalen Übereinstimmung. Naturgemäß sind diese Berechnungen sehr unsicher, da bereits allein die Annahme einer mittleren Amplitude zu 10^m recht unbestimmt ist, wie die bisher beobachteten Neuen Sterne zeigten.

Unter der Annahme, daß in den letzten 400 Jahren jeder Neue Stern, der im Maximum heller als $0.^m7$ war, hätte beobachtet werden müssen, findet LÖNNQVIST[85]) eine mittlere Periode von $400 \cdot 10^6$ Jahren. Wenn man nun aber bedenkt, daß gerade die südliche Halbkugel von der Deklination $-25°$ an vor 1800 nur sehr selten beobachtet worden ist, so wird man diese Annahme nur etwa für die letzten 75 bis 100 Jahre gelten lassen dürfen. Nun weist LÖNNQVIST selbst darauf hin, daß nach geologischen Feststellungen auf der Erde die Sonne nicht während der letzten 10^9 Jahre als ein Neuer Stern aufgeflammt sein könnte. Denn rechnet man auch nur mit der kleinen Amplitude von $7.^m5$, so hätte ein Novaausbruch der Sonne mindestens eine Umgestaltung der gesamten Erdoberfläche (Vernichtung jeglichen Lebens) zur Folge haben müssen. Für diese Tatsache findet aber die geologische Forschung keinerlei Hinweise. LÖNNQVIST schließt daraus, daß die relative Häufigkeit der Erscheinung eines Neuen Sternes mit wachsender Entfernung von der Sonne abnimmt und daß ein Ausbruch an gewisse Regionen gebunden sein kann, wo dunkle Massen vorhanden sind. Bereits 1921 hatte LUNDMARK[86]) auf eine Beziehung zwischen einer Anzahl Neuer Sterne und hellen und dunklen Nebeln hingewiesen, die er im Sinne der Theorie von SEELIGER[87]) auch heute noch aufrechterhalten möchte. Beim Andromedanebel fand HUBBLE[88]) eine angedeutete Beziehung zwischen dunklen Flächen und der Lage der Neuen Sterne.

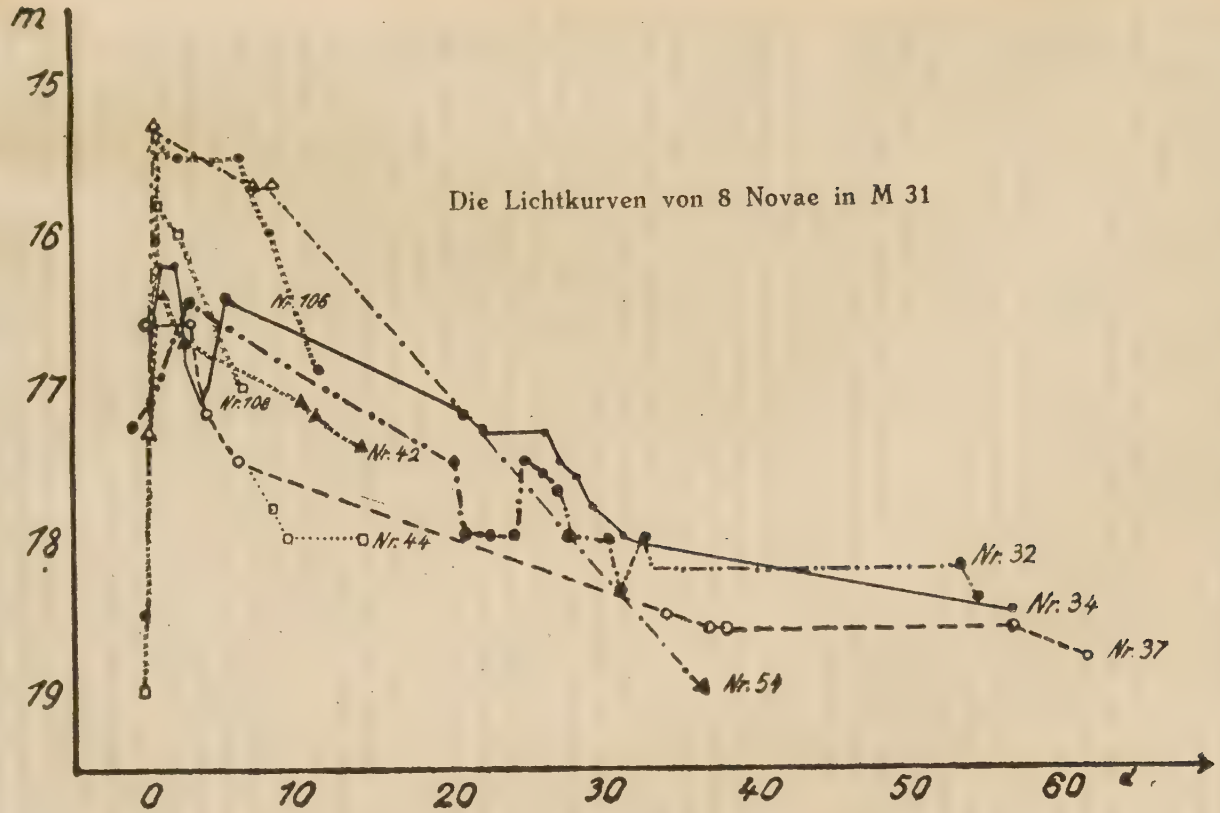
Es sei im Anschluß an diese allgemeinen Betrachtungen erwähnt, daß ZWICKY[89]) einige Formeln aufgestellt hat, die die absolute Helligkeit eines Neuen Sternes im Maximum und die Violettverschiebung der Absorptionslinien bzw. die Lebensdauer τ_Δ des Neuen Sternes heller als $M_{max} + \Delta$ (Δ bedeutet den Abfall um 2 Größenklassen) miteinander verbinden. Die Bedeutung der Formeln liegt in der Möglichkeit, die Parallaxe zu bestimmen und zu entscheiden, welche Neuen Sterne zur Klasse der Super-Novae zu rechnen sind. Da diese Beziehungen aber nur sehr rohe Näherungen sind, können sie keine Berücksichtigung finden.

V. Neue Sterne in anderen Systemen.

Außer in unserem eigenen Milchstraßensystem sind auch eine Anzahl Neuer Sterne in extragalaktischen Systemen beobachtet worden. Alle bisherigen Erscheinungen sind in der Tabelle zusammengestellt:

NGC 224	Spiralnebel	Nr. 1—116		Hubble	16.^{m}5	— 5.^{m}7
NGC 224	Spiralnebel	N (S) Andr.	1885		7.^{m}5	— 14.^{m}7
NGC 598	Spiralnebel	N Piscium	1919	Hubble		
			1925	Hubble		
			1927	Baade	17.^{m}6	— 4.^{m}5
			1928	Baade		
			1928	Baade	16.^{m}6	— 5.^{m}5
			1930	Baade	17.^{m}0	— 5.^{m}1
NGC 2355		N Cancri	1901	Reinmuth	13.^{m}3	
NGC 2403	Spiralnebel	N Camelop.	1910	Ritchey	16.^{m}5	
NGC 2608	Spiralnebel	N Cancri	1920	Wolf	10.^{m}2	
NGC 2841	Spiralnebel	N Urs. mai.	1912	Pease	16.^{m}0	— 11.^{m}0
NGC 3031	Spiralnebel	N Urs. mai.	1917	Ritchey	18.^{m}0	— 7.^{m}0
NGC 3147	Spiralnebel	N Draconis	1912	Roberts	13.^{m}5	— 12.^{m}3
NGC 3372	Diffus. Neb.	N (η) Car.	1843	Halley	— 1.^{m}0	— 10.^{m}1
NGC 4273	Spiralnebel	N Virginis	1936	Baade	14.^{m}4	— 12.^{m}4
NGC 4303	Spiralnebel	N Virginis	1926	Wolf	14.^{m}2	— 12.^{m}6
NGC 4321	Spiralnebel	N Leonis	1901	Curtis	13.^{m}5	— 12.^{m}3
		N Leonis	1914	Curtis	14.^{m}0	— 11.^{m}8
NGC 4424		N Virginis	1895	Wolf	11.^{m}7	— 14.^{m}3
NGC 4486	Ellipt. Neb.	N Virginis	1919	Balanowski	11.^{m}5	— 14.^{m}5
		N Virginis	1922	Wolf	(19.^{m}5)	(— 6.^{m}5)
NGC 4527	Spiralnebel	N Virginis	1915	Curtis	14.^{m}0	— 11.^{m}8
NGC 5236	Spiralnebel	N Centauri	1923	Lampland	14.^{m}0	— 11.^{m}0
NGC 5253	Offen. Neb.	N (Z) Cent.	1895	Fleming	7.^{m}2	— 14.^{m}0
NGC 5457	Spiralnebel	N Urs. mai.	1910	Hubble	16.^{m}8	
NGC 5857	Spiralnebel	N		Ritchey	18.^{m}5	
NGC 6093	Kugelsternh.	N (T) Scor.	1860	Auwers	7.^{m}0	— 9.^{m}2
NGC 6946	Spiralnebel	N Cephei	1917	Ritchey	13.^{m}5	
Große Magellan. Wolke		N (RY) Dor.	1926	Luyten	12.^{m}4	— 5.^{m}0
Kleine Magellan. Wolke		N Tucanae	1927		11.^{m}0	— 6.^{m}0

Die Neuen Sterne im Andromedanebel sind nur summarisch mit ihrem Mittelwert für die scheinbare und absolute Helligkeit im Maximum in die Tabelle eingefügt, da sie besonders behandelt werden. Soweit die Entfernungen bestimmt sind, gibt die letzte Kolonne auch die absoluten Helligkeiten an. Im Spiralnebel NGC 598 (M 33) sind die Neuen Sterne anscheinend erst auf dem absteigenden Ast der Lichtkurve beobachtet. Man sieht aber doch deutlich, daß die absoluten Helligkeiten denen in unserem Milchstraßensystem in diesem



Die Lichtkurven von 8 Novae in M 31

Fall recht ähnlich sind, zumal in Wirklichkeit die Werte für M_{max} etwas höher liegen werden als in der Tabelle angegeben. Sofort ins Auge fallend ist aber die große Anzahl der Super-Novae, die im nächsten Kapitel näher besprochen werden. N (T) Scorpii 1860 ist der bisher einzige in einem Kugelsternhaufen gefundene Neue Stern. Es liegt nun in vielen Systemen die scheinbare Helligkeit im Maximum (m_{max}), bei normalen Neuen Sternen ($M_{max} = -7$) schon bei der 20. Größenklasse, so daß wir Beobachtungen von normalen Neuen Sternen kaum zu erwarten haben. Bei N Virginis 1922 sind die Werte nicht genau bekannt, wahrscheinlich waren die Helligkeiten größer. Da der Nova-ähnliche Veränderliche η Carinae in einem Nebel entdeckt wurde, ist er hier mit aufgeführt. Genauere Helligkeitsangaben als nur m_{max} sind nicht vorhanden. Auch Spektren sind natürlich nur in seltensten Fällen beobachtet. Bei N Cephei 1917 fand ADAMS[90]) ein kontinuierliches Spektrum mit hellen Linien. Weitere Spektralbeobachtungen finden wir im Kapitel VI.

Im Andromedanebel sind in dem kurzen Zeitraum von 30 Jahren verhältnismäßig mehr Neue Sterne als in unserem Milchstraßensystem beobachtet worden, denn bis jetzt wurden bereits 116 Neue Sterne festgestellt. Von diesen weisen die meisten die charakteristischen Merkmale der galaktischen Neuen Sterne auf. Obwohl die vorhandenen Daten nur gering sind, kann man doch den Schluß ziehen, daß im allgemeinen die Lichtkurven durch einen schnellen und steilen Anstieg zum Maximum charakterisiert sind. Bei Nr. 54 wurde z. B. ein Anstieg von zwei Größenklassen, bei Nr. 34 ein Anstieg um $1.^m5$ innerhalb von 22 Stunden beobachtet. Die am besten bekannten Lichtkurven sind in der Figur dargestellt. In bezug auf den absteigenden Ast fällt aber doch eine Verschiedenheit gegenüber den galaktischen Kurven auf, und zwar gerade gegenüber denen der Gruppe (a). Denn die Neuen Sterne der Gruppe (a) zeigen in den ersten 20 Tagen nach dem Maximum einen Helligkeitsabfall von etwa 3^m. Dagegen beträgt die Helligkeitsabnahme bei den genauer beobachteten Neuen Sternen des Andromedanebels in der gleichen Zeit nur etwa die Hälfte dieses Betrages. Den größten Wert erreicht Nr. 54 mit $2.^m3$. Es liegt daher der Schluß nahe, daß in den meisten Fällen das Maximum nicht erfaßt wurde und die erste Beobachtung erst nach der maximalen Helligkeit erfolgte. Diese Behauptung wird durch die Lichtkurve von Nr. 106 gestützt, die eine größere Maximalhelligkeit andeutet. Bei Nr. 32 scheint die Lichtkurve auf dem absteigenden Ast ähnliche sekundäre Schwankungen wie bei einer Anzahl galaktischer Neuer Sterne aufzuweisen.

Naturgemäß findet man unter den beobachteten Objekten eine kleine Zahl von Sternen, die sich von den typischen Neuen Sternen abheben und eine engere Beziehung zu den veränderlichen Sternen andeuten. Namentlich ähneln Nr. 15, 19 und 26 mehr den langperiodischen Veränderlichen als den Neuen Sternen. Nr. 36 und 39 haben

sogar seit ihrem Auftauchen stets eine konstante Helligkeit beibehalten. Man wird sie daher wohl kaum zu den Neuen Sternen rechnen dürfen.

Die mittlere scheinbare Helligkeit der bis zum heutigen Tage beobachteten Objekte beträgt $16.^m5$. Dem entspricht eine absolute Helligkeit von $-5.^m7$, ein Wert, der dem bei galaktischen Novae recht nahe kommt. Umgekehrt kann man natürlich aus einer vorgegebenen absoluten Helligkeit die Entfernung des Andromedanebels berechnen. Der auf diese Weise ermittelte Abstandsmodul stimmt mit dem aus den Cepheiden erhaltenen gut überein. Die zu erwartende Häufigkeit der Neuentdeckung wird nun von HUBBLE[91]) zu 30 pro Jahr geschätzt. Diese Schätzung ist mit der für unser Milchstraßensystem gegebenen durchaus vergleichbar. Es scheint also auch aus den Beobachtungen der Neuen Sterne hervorzugehen, daß der Andromedanebel ein unserer Milchstraße koordiniertes System ist.

Auch in spektraler Hinsicht ist Übereinstimmung mit den galaktischen Neuen Sternen vorhanden. Die Beobachtungen gestalten sich sehr schwierig. Bei Nr. 54 konnte HUMASON[92]) ein kontinuierliches Spektrum mit weit in das violette Gebiet reichende Spuren der Wasserstoff-Emissionsbanden beobachten. Nr. 106 zeigte Hβ und Hγ als breite Emissionslinien mit violetten Absorptionskomponenten, deren Verschiebung einer Geschwindigkeit von — 1600 km/sec entsprach. Die Bandenbreite betrug 54 AE, ihre Verschiebung etwa — 4 AE. Bei Nr. 108 konnte HUMASON außer den Emissionsbanden bei Hβ, Hγ und Hδ noch Absorptionslinien bei H und K und Hδ feststellen, deren Violettverschiebung — 930 km/sec betrug. Hγ war wahrscheinlich von 4363 überlagert, 4686 wurde in Emission beobachtet. Hδ hatte bei einer Breite von 21 AE eine Violettverschiebung von 5 AE. Ein Vergleich dieser beiden Neuen Sterne mit galaktischen Objekten zeigt folgendes Bild:

Verschiebung der Absorptionslinien

	Nr. 106 N Aquilae 1918	Nr. 108 N Gemin. 1912
Mittel:	25 AE 23 AE	13 AE 12 AE

Breite der Emissionslinien

	Nr. 106 N Aquilae 1918	Nr. 108 N Gemin. 1912
Mittel:	54 AE 47 AE	21 AE 20 AE

Man sieht daraus, daß die entsprechenden Werte durchaus miteinander vergleichbar sind.

Betrachtet man die Verteilung der Neuen Sterne im Andromedanebel, so finden sich nur wenige Objekte in den großen Spalten zwischen den Spiralarmen. Auch ist keine deutliche Beziehung zu den zahlreichen kleinen Dunkelstellen ausgeprägt. Die Konzentration in der Kerngegend ist beträchtlich, obgleich nur 3 Neue Sterne außer N (S) Andromedae 1895 in einem Abstand vom Zentrum gefunden

wurden, der kleiner als 4′ ist. Die Zone 4′ bis 8′ vom Zentrum enthält ein Drittel der Gesamtzahl. Weiter nach außen nimmt die Zahl pro Volumeneinheit sehr schnell ab. In den Gebieten mit einem größeren Abstand vom Kern als 48′ wurde nur ein einziger Neuer Stern gefunden.

LUNDMARK[93]) vermutete, daß der hellste Neue Stern in einem Spiralnebel in der Regel etwas schwächer ist als die gesamte Helligkeit des Systems, in dem er erscheint. Die absolute Helligkeit der N Cassiopeiae 1572 erreichte sicher den Betrag — 12.^{m}5, und die absolute Helligkeit der Milchstraße kann zu etwa — 15^m angesetzt werden. Die folgende Tabelle gibt einen Überblick über die anderen Systeme:

	Scheinbare Helligkeit		Absolute Helligkeit	
	des Nebels	des N. St.	des Nebels	des N. St.
NGC 224	4.^{m}9	7.^{m}5	— 17.^{m}3	— 14.^{m}7
NGC 2608	10.^{m}0	10.^{m}2	—	—
NGC 4321	9.^{m}8	13.^{m}5	— 16.^{m}0	— 12.^{m}3
NGC 4486	8.^{m}8	11.^{m}5	— 17.^{m}2	— 14.^{m}5
NGC 4527	10.^{m}5	14.^{m}0	— 15.^{m}3	— 11.^{m}8
NGC 5236	8.^{m}8	14.^{m}0	— 16.^{m}0	— 11.^{m}0
NGC 5253	9.^{m}0	7.^{m}2	— 15.^{m}8	— 14.^{m}0
NGC 6946	10.^{m}8	13.^{m}5	—	—

Die obige Vermutung wird durch die Zusammenstellung der bekannten Werte sehr gut erfüllt. Auch ersieht man aus den absoluten Helligkeiten der Spiralnebel, daß dieselben sich als unserer Milchstraße koordiniert erweisen. Eine Überschlagsrechnung ergibt, daß die hellsten Neuen Sterne ein Zehntel der Helligkeit des Systems erreichen.

VI. Die Super-Novae.

Unter diese Gruppe von Neuen Sternen sind alle die Erscheinungen zu rechnen, bei denen viel größere absolute Helligkeiten im Maximum erreicht werden als bei den gewöhnlichen Neuen Sternen. Um einen Überblick über die bisher beobachteten Fälle zu bekommen, wollen wir einen Blick auf die folgende Tabelle werfen:

			m_{max}	M_{max}	
1.	N Cassiopeiae	1572	— 4.5	(— 12.5)	In der Galaxis
2.	N Ophiuchi	1604	(— 4.0)	(— 12.0)	In der Galaxis
3.	N (Z) Cent.	1895	7.2	— 14.0	In NGC 5253
4.	N (S) Andr.	1895	7.5	— 14.7	In NGC 224
5.	N (VW) Virg.	1895	11.7	— 14.3	In NGC 4424
6.	N Leonis	1901	13.5	— 12.3	In NGC 4321
7.	N Draconis	1912	13.5	— 12.3	In NGC 3147

			m_{max}	M_{max}	
8.	N Urs. maior	1912	16.0	— 11.0	In NGC 2841
9.	N Leonis	1914	14.0	— 11.8	In NGC 4321
10.	N Virginis	1915	14.0	— 11.8	In NGC 4527
11.	N Virginis	1919	11.5	— 14.5	In NGC 4486
12.	N Centauri	1923	14.0	— 11.0	In NGC 5236
13.	N Virginis	1926	14.2	— 12.6	In NGC 4303
14.	N Virginis	1936	14.4	— 12.4	In NGC 4273

Es sind neben der scheinbaren und absoluten Helligkeit im Maximum auch die Systeme angegeben, in denen die Super-Novae erschienen sind. Zwei Objekte sind galaktischen Ursprungs, und die Werte sind in ( ) eingefügt, da in beiden Fällen keine Bestimmungen der Parallaxe vorliegen. Trotzdem darf man wenigstens den Wert für N Cassiopeiae 1572 mit großem Vertrauen ansehen, wohingegen die Schätzung bei N Ophiuchi 1604 doch recht unsicher ist. Der Wert von $M_{max} = -11.0$ bei N Cent. 1923 ist allerdings nur als untere Grenze aufzufassen, da in Wirklichkeit die Helligkeit wahrscheinlich höher lag.

Allgemein wird man zu der Klasse der Super-Novae alle die Neuen Sterne rechnen, deren absolute Helligkeit im Maximum den Wert $-11.^m0$ übertrifft. Nun haben wir im Kapitel II,5 gesehen, daß bei den gewöhnlichen Neuen Sternen der Wert $M_{max} = -9$ nur selten überschritten wird, so daß die Behauptung gerechtfertigt erscheint, daß die Super-Novae tatsächlich eine Gruppe für sich bilden, zu der kein allmählicher Übergang stattfindet.

Was nun die Amplituden angeht, die hier erreicht werden, so übertreffen dieselben die bei den anderen Neuen Sternen gefundenen um einen erheblichen Betrag. So war die Helligkeit der N (Z) Centauri 1895 nach dem Ausbruch schwächer als $20.^m5$, d. h. wir hatten es mit einer Amplitude zu tun, die bestimmt größer als $13.^m3$ gewesen sein muß. Einen genaueren Wert kann man bei N Cassiopeiae 1572 angeben, denn die Helligkeit nach dem Ausbruch hat die Größe $13.^m8$, also wird die Helligkeit der Praenova höchstens $12.^m5$ betragen haben. Man hat es demnach mit einer Amplitude von 17 Größenklassen zu tun, und das würde eine Helligkeitssteigerung um mehr als den millionenfachen Betrag ausmachen. Bei N Ophiuchi 1604 läßt sich ein ähnlich hoher Wert abschätzen. Für die Super-Novae in den Spiralnebeln werden wir keine Helligkeitsangaben, die sich auf das Stadium vor oder nach dem Ausbruch beziehen, erwarten können.

Die Lichtkurven der Super-Novae sind nur in zwei Fällen, und dann auch nur roh bekannt. Über die Schnelligkeit und Steilheit des Anstieges lassen sich keine Aussagen machen, da man keine Beobachtungsdaten zur Verfügung hat. Soweit der absteigende Ast der Lichtkurven bei N (Z) Centauri 1895 und N Virginis 1936 festgelegt ist, geht daraus hervor, daß der Abfall der Helligkeit nach dem Maxi-

mum in 4 bis 5 Monaten nur etwa 4.^{m}0 beträgt. Der gleiche Abfall dauert bei den gewöhnlichen Neuen Sternen der Klasse (a) nur 1 Monat. Der relativ langsamere Abfall erinnert mehr an N Pictoris 1925. Bei dem geringen, bis jetzt vorliegenden Beobachtungsmaterial wäre es verfehlt, bereits allgemeine Schlüsse ziehen zu wollen.

Obgleich auch die Untersuchung der Spektren auf große Schwierigkeiten stößt, so liegen doch relativ mehr Beobachtungen vor. Wegen ihrer überragenden Helligkeit sind N (S) Andromedae 1895 und N (Z) Centauri 1895 bereits zu jener Zeit spektral recht gut erfaßt worden. Letztere wurde im Juli 1895 in Harvard mit dunklen Linien gesehen, und man schloß damals auf den Spektraltyp R. CAMPBELL[94]) konnte keine Spur von den Hauptnebellinien finden, auch Hβ war nicht zu sehen. Aus dem R-Typ wurde von LUNDMARK[95]) auf einen langperiodischen Veränderlichen geschlossen, ähnlich wie LUDENDORFF[96]) bei N Aquilae 1919 auf einen R Corona-borealis-Stern geschlossen hatte. Inzwischen hatte aber die Bestimmung der absoluten Helligkeit im Maximum zu — 14.^{m}0 diesen Stern sicher in die Reihe der Super-Novae eingefügt. Und nun hat neuerdings GAPOSCHKIN[97]) darauf aufmerksam gemacht, daß sich der R-Typ bei genauerer Nachforschung in ein helles Linien-Spektrum auflöst. Danach befand sich Z Centauri 1895 damals in dem Stadium der Entwicklung, wo neben anderen breiten hellen Linien besonders das N III-Band 4640 hervortrat. Die Geschwindigkeit der expandierenden Schale folgte zu 10 000 km/sec.

Das Spektrum von N (S) Andromedae 1895 wird vielfach als kontinuierlich beschrieben mit hellen Linien. VOGEL[98]) HUGGINS und MAUNDER[99]) glaubten Veränderungen der Intensität im Spektrum feststellen zu können. Auch hielten sie das Vorhandensein von hellen Banden für wahrscheinlich. Die zuerst stark rote Farbe wies auf ein sehr intensives Hα hin.

HUMASON[100]) fand bei N Virginis 1936 am 2. Februar im Spektrum breite Emissionsbanden, etwa 3 Wochen später schwache Bänder bei 3815 und 3940—4250. Unter Berücksichtigung einer Radialgeschwindigkeit von + 2200 km/sec für den Spiralnebel NGC 4273 zeigten Hβ und Hγ als Geschwindigkeit der expandierenden Schale den Wert von 6000 km/sec an. Das Spektrum von N Virginis 1926 hatte nach NICHOLSON[101]) mit diesem große Ähnlichkeit. Auch hier waren die Emissionsbanden 150—200 AE breit, eine große Geschwindigkeit anzeigend. Nach SHANE[102]) war das Spektrum kontinuierlich ohne helle Banden (eventuell Absorptionsbanden), während HUBBLE[103]) denselben Stern mit sehr breiten diffusen Emissionsbanden beschreibt, ähnlich wie N Aquilae 1918 einen Monat nach dem Maximum. Im Spektrum der N Virginis 1936 fand BAADE[104]) etwa 100 Tage nach dem Maximum ein breites Band bei 4640. Dies läßt vermuten, daß wir die bekannte N III-Linie im späteren Stadium der Entwicklung vor uns haben. Unter der Annahme, daß dieses

breite Band dieser Linie gehört, entspricht seine Breite von 203 AE einer Expansionsgeschwindigkeit der Gashülle von 6600 km/sec.

BAADE und ZWICKY[105]) berechneten bei N Andromedae die während des Ausbruchs emittierte Strahlungsenergie und fanden, daß ein erheblicher Teil der ursprünglichen Masse zerstrahlt wird, gleichgültig, ob man eine Temperatursteigerung oder eine Oberflächenvergrößerung annimmt. Durch einen solchen Prozeß könnte die Ultrastrahlung eine Erklärung finden. Dazu wurde die zu erwartende Intensität der Ultrastrahlung unter der Annahme einer Super-Nova in 1000 Jahren berechnet, und zwar unter der Voraussetzung, daß ein erheblicher Teil der freiwerdenden Energie in Ultrastrahlung verwandelt wird. Es ergab sich eine befriedigende Übereinstimmung mit den auf der Erde von REGENER, MILLIKAN und BOWEN[106]) beobachteten Werten.

Nun tritt aber immer mehr hervor, daß die Schätzung von einer Super-Nova in 1000 Jahren viel zu niedrig gegriffen ist. HUBBLE und MOORE[104]) glauben, daß allein in der Virgo-Wolke bei sorgfältiger Beobachtung alle 2 Jahre eine Super-Nova festgestellt werden könnte. Nach den heutigen Daten wird man etwa 1 Super-Nova in 50 bis 75 Jahren schätzen müssen. Daraus erwächst aber der von BAADE und ZWICKY[105]) aufgestellten Theorie der Ultrastrahlung eine große Schwierigkeit, da wir nach der neuen Schätzung eine weit größere Intensität der Strahlung zu erwarten hätten.

Eine kurze Bemerkung soll in diesem Zusammenhang noch den Vor-Tychonischen Neuen Sternen gewidmet sein. Bezeichnet man nach LUNDMARK[108]) einige wahrscheinliche Fälle wegen der Konzentration im Zentrum unseres Systems als sicher, so wird man für ihre Helligkeit als plausiblen Wert $m_{max} = 1^m$ ansetzen dürfen. Bei einer Entfernung des galaktischen Zentrums von 26 000 L. J. ergäbe sich dann $M_{max} = -13.^m5$; d. h. es liegen Beobachtungen von Super-Novae vor.

VII. Nebel um Neue Sterne.

Da die bei fast allen Neuen Sternen im späteren Stadium beobachteten Nebelerscheinungen erst im Kapitel X ihre weitgehende physikalische Deutung erfahren werden, so sollen jetzt nur die reinen Beobachtungstatsachen und Ergebnisse dargestellt werden. Dabei treten die helleren Neuen Sterne, vor allem die jüngeren Datums, stark in den Vordergrund. Aber auch schon bei den schwächeren Neuen Sternen hat man einen den eigentlichen Sternkern umgebenden Nebel finden können. Allerdings wird sich in den meisten Fällen zeigen, daß die oft beobachteten Nebel rein optischen Charakter besaßen und ihren Ursprung der unvollkommenen Achromatisierung des benutzten Linsensystems verdanken. Bei N Ophiuchi 1848,

N Cygni 1876, N Normae 1893. N Gem. 1903 und N Aquilae 1905 konnte viele Jahre nach ihrer Maximalhelligkeit kein Nebel gefunden werden, während bei N Coronae 1866 und N Aurigae 1891 Anzeichen dafür vorhanden waren. Aber im Falle der von verschiedenen Seiten beobachteten N Aurigae 1891 tauchte sogleich eine besondere Schwierigkeit dadurch auf, daß einige Beobachter einen Nebel von etwa 3″ Durchmesser 9 Monate nach dem Maximum registrierten, während dagegen andere eine Nebelerscheinung nicht bemerken konnten. Schon damals hat VOGEL[109]) die Streitfrage zu klären versucht, indem er den beobachteten Nebel als Ring der chromatischen Aberration ansah. Im Jahre 1926 konnte kein Nebel festgestellt werden. Ein durchaus ähnlicher Fall scheint bei N Geminorum 1912 vorzuliegen. WOLF[110]) war es, der den rein optischen Charakter der beobachteten Nebel nachweisen konnte, und diese Tatsache ließ nunmehr auch alle früheren Beobachtungen von Nebelhüllen um einen Sternkern als ziemlich unglaubwürdig erscheinen. Die Nebelerscheinungen wurden den Beobachtern nur vorgetäuscht.

Aber bei den jetzt zu besprechenden Fällen handelt es sich stets um reale Erscheinungen, deren sehr verwickelte Einzelheiten für den Strukturreichtum der Erscheinung sprechen. Der erste charakteristische Neue Stern in dieser Hinsicht ist N Persei 1901. ANTONIADI und FLAMMARION[111]) entdeckten am 23. August 1901 einen Nebel mit einem Durchmesser von 6′. Diese Beobachtung wurde sofort von anderer Seite bestätigt. PERRINE[112]) gelang es, die Erscheinung bis $1^1/_2$ Monate nach dem Maximum zurückzuverfolgen, wo sich auf Lick-Platten 2 Ringe mit den Durchmessern 2.′3 und 4.′6 fanden. Ferner entdeckte er noch eine jährliche Expansionsbewegung von 11′. Große Veränderungen in den Einzelheiten konnte WOLF[113]) feststellen. Da aus der früher angenommenen Parallaxe von 0.″01 für die Bewegung des Nebels fast Lichtgeschwindigkeit folgen würde, glaubte man, die Ausbreitung des Lichtes selbst beobachtet zu haben, das von den umgebenden Nebeln reflektiert wird. Die Struktureinzelheiten, die unregelmäßige Form und die Ausbildung besonders dichter Materieknoten südlich und südöstlich des Neuen Sterns hat WOLF beobachtet und beschrieben. Obwohl die einfache Reflexionshypothese große Vorteile zu bieten scheint, kann sie doch nicht alle Einzelheiten befriedigend erklären. Im Januar 1902 beobachtete PERRINE[114]) einen hellen inneren Ring (15′ Durchmesser) und einen sehr schwachen äußeren Ring (30′ Durchmesser). Beide Ringe sind sehr strukturreich und dehnen sich stetig aus. Durch einen Vergleich mit den Ende März 1901 erhaltenen Radien ergab sich, daß der innere Ring am 8. Februar, der äußere am 16. Februar vom Stern ausgegangen sein müßte.

Im Jahre 1916 gelang BARNARD[115]) die Entdeckung eines schwachen schalenförmigen Nebels mit dem Neuen Stern im Zentrum, der sich jährlich mit einer Geschwindigkeit von 0.″4 nach außen be-

wegte und im August 1919 einen Radius von 5″ hatte. Bemerkenswert war ein unsymmetrischer fächerartiger Ansatz. Außerhalb der eigentlichen Schale waren im Spektrum die Emissionslinien einfach, sonst im übrigen wegen des Dopplereffektes doppelt. Nahe dem Sternzentrum betrug die maximale Trennung der Komponenten von 3868 und 3968 etwa 31 AE. Die Radialgeschwindigkeit aus den Einzellinien am Rand der Schale betrug + 7 km/sec. Die maximale Verschiebung der beiden Komponenten ergab — 1400 km und + 1050 km/sec. Die Verschiedenheit beider Geschwindigkeiten zeigt, daß der größte Teil der Materie auf der dem Beobachter abgewandten Seite sich langsamer bewegt. Im Kapitel X werden wir sehen, daß man zu einer befriedigenden Erklärung der beobachteten Nebelschale gelangen kann.

Bei N Aquilae 1918 entdeckte wiederum BARNARD[116]) als Erster einen Nebel, der nach späteren Beobachtungen scheibenartig um einen sehr hellen Zentralstern, den Neuen Stern, gelagert war. Aus AITKEN's[117]) visuellen Beobachtungen ergab sich ein streng lineares Anwachsen des Schalendurchmessers um 2.″0 pro Jahr. Der am 30. Juni 1930 festgestellte Durchmesser von 23.″8 war damit in sehr guter Übereinstimmung. Bereits Ende des Jahres 1920 wurde von MOORE und SHANE[118]) ein Kernstern und eine getrennte Nebelhülle vermutet. Eine Beobachtung in Lick am 21. 9. 1926 zeigte einen Stern hoher innerer Leuchtkraft und schwacher totaler Helligkeit mit einem Nebeldurchmesser von 16.″4. Die zuerst bei spaltlosen Spektrogrammen gefundene langsamere Expansion der Wasserstoff-Scheiben im Gegensatz zu den Nebel-Scheiben wurde später nicht bestätigt. Nach Aufnahmen von MOORE[119]) im Herbst 1919 folgte aus der Form der Banden, die in verschiedenen Spaltlagen erhalten wurden, daß verschiedene Wellenlängen ihren Ursprung in verschiedenen Nebelteilen hatten. Die bereits von WRIGHT und MOORE[120]) 1919 beschriebene Sinusform der Banden war zwei Jahre später auch noch vorhanden. Bereits 1919 zeigten die Aufnahmen eine dunkle Trennung in obere und untere Bandenhälften. Die roten und violetten Maxima in den Banden wurden intensiver, während die Zentralmaxima an Intensität verloren. Zuerst wies WRIGHT darauf hin, daß die verschiedenen Maxima in den Emissionsbanden von verschiedenen Scheibenteilen herrührten. Die von den inneren Teilen der Scheibe herrührenden Maxima hatten die größte Verschiebung und ergaben eine Rotation, die der von den am wenigsten verschobenen Maxima stammenden gerade entgegengesetzt war. Die nur um einen kleinen Betrag verschobenen Maxima hatten ihren Ursprung in den äußeren Teilen der Scheibe. Man ersieht daraus, daß ein einfaches Modell kaum alle Einzelheiten zu erklären vermag.

N Cygni 1920 erschien DAVIDOVICH[121]) im Mai 1921 als scharf umrissene graue Scheibe mit Zentralstern. Die Entwicklung einer Nebelscheibe wurde 1921 von LUNDMARK[122]) bestätigt. WRIGHT[123])

hat die Durchmesser der verschiedenen Scheiben (N_1, N_2, 4363, Hβ, Hγ) bestimmt und erhielt wahrscheinlich zu große Werte, weil das kontinuierliche Spektrum sehr schwach und die Banden sehr stark waren. Am 19. April 1922 war nach einer Aufnahme mit dem Croßley-Reflektor die Nebelscheibe verwaschen und hatte einen Durchmesser von 2.″1. STEAVENSON[124]) konnte 1932 keinen Nebel erkennen.

Es bleiben noch zwei Fälle zu besprechen, die einander sehr stark ähneln, und zwar handelt es sich um N Pictoris 1925 und η Carinae 1843. Bei N Pictoris konnte anscheinend NEUBAUER[125]) bereits im März 1926 einen Nebel vom Radius 1.″5 feststellen. Am 20. April 1928 hatte der Nebelring schon einen Durchmesser von 6.″7, doch konnte bis 1931 kein merkliches Größerwerden bemerkt werden. Die Scheibe war aber nicht rund, sondern ähnlich wie auch bei η Carinae oval. In beiden Fällen ist der Kern vielfach. Obgleich die Nebelhülle bei N Pictoris 1925 zusammenhängend war, erschien der Kern nach FINSEN[126]) schon am 23. 3. 1926 doppelt. Van den BOS[127]) beschreibt η Carinae als aus 2 Kernen mit einem Abstand von 0.″22 bestehend, und INNES[128]) entdeckte 1914/15 zwei nahe Begleiter, die ähnlich wie der Hauptstern, auch neblig erschienen. Analog wie bei planetarischen Nebeln, erschienen 1928 bei N Pictoris 1925 der Kern und der Ring als monochromatische Bilder. Hβ, N_1, N_2 und 4686 waren von Nebelhüllen umgeben, dagegen die [O II]-Linie 3728 von einem sehr schwachen Ring, der beim Zusammenfall aller Bilder die Hülle umschließen würde. Nach BOWEN[129]) sind die günstigsten Anregungsbedingungen für 3728 in den äußeren Teilen, für die anderen Linien in den inneren Teilen der Nebelhülle vorhanden. Nach der Ansicht von van den BOS und FINSEN[130]) ist die Existenz von 4 Kernen (Komponenten A—D) ziemlich sicher. Der Abstand A—B wuchs von 0.″35 im Jahre 1928 auf 1.″6 im Jahre 1934, der von A—C von 0.″38 auf 1.″3. Die Trennung A—D betrug 1928 etwa 0.″25. Dabei sind B und C viel schneller schwächer geworden als der zentrale Kern. Die Kernkomponente D konnte seit 1930 nicht mehr beobachtet werden. Der bereits wegen seiner engen Verbindung mit der Erscheinung eines Neuen Sterns erwähnte Krebs-Nebel hat auch einen doppelten Kern.

Bei N Herculis 1934 wurde zuerst von KUIPER[131]) eine Aufspaltung in zwei Komponenten von etwa 0.″21 beobachtet. Nach BIESBROECK[132]) war die Aufspaltung am 6. Juli 1935 etwa 0.″16 und stieg auf 0.″23 im September 1935. Beide Beobachter treten für eine tatsächliche Teilung des Neuen Sterns in zwei fast gleiche Teile ein. Näheres darüber wird aber erst im Kapitel X besprochen werden.

N Aquilae I 1936 ist auch als Doppelstern beobachtet worden. Aus zehn Beobachtungen von van den BOS und FINSEN[133]) vom 23. September bis 16. Oktober 1936 ergab sich ein Abstand der Komponenten von 0.″18.

IX. Die Nova-ähnlichen Veränderlichen.

1. P Cygni 1600.

Wir sahen bereits, daß seit 1667 die Helligkeit nahezu konstant $5.^m0$ geblieben ist. Das Spektrum wurde im DRAPER-Katalog zu „B1p mit hellen Wasserstofflinien" klassifiziert. Nach MERRILL[134]) waren im Spektrum breite B-Typus-Linien mit violetten Absorptionskomponenten auf kontinuierlichem Untergrund vorhanden. Die Emissionslinien von H, He, Mg und N zeigten eine Verschiebung von etwa — 8 km/sec, während die Si-Linien eine ebenso große Rotverschiebung aufwiesen. In den Jahren 1907 bis 1911 konnte MERRILL keine Veränderungen im Spektrum feststellen. FROST[135]) fand 1912 die Emissions- und Absorptionslinien viel schmaler als bei Neuen Sternen, und er bestätigte die geringe Verschiebung von — 12 km/sec bei den Emissionen. Die H- und K-Linien von Ca II wurden nur in Absorption beobachtet. Auch FROST[135]) fand keine meßbaren Veränderungen im Spektrum in den folgenden Jahren.

Von anderen Beobachtern war eine Verschiebung der H-Absorptionen von — 190 km/sec und der He-Absorptionen von — 150 km/sec festgestellt worden. Es gelang aber FROST, zu zeigen, daß diese Verschiebungen nicht reell waren, weil die Emissionslinien die Kanten der Absorptionslinien überdeckten, so daß die Kanten der Emissionslinien, nicht aber die eigentlichen Absorptionslinien gemessen wurden. Die Verschiebung der Absorptionen betrug vielmehr — 65 km/sec. Aus der H- und K-Linie des Ca II fand MERRILL[136]) eine Radialgeschwindigkeit von — 17 km/sec. CH ING-SUNG YUE[137]) bemerkte, daß die kontinuierliche Emission des Wasserstoffs an der Grenze der Balmer-Serie, die andere Sterne vom frühen Spektraltypus mit H-Emissionslinien zeigen, fehlte.

Eine genauere Messung von 158 Absorptionslinien (24 nicht identifiziert) und 63 Emissionslinien (15 unidentifiziert) verdanken wir O. STRUVE[138]). Die Wasserstofflinien waren scharf und intensiv, das Absorptionsspektrum hatte gewisse Ähnlichkeit mit 17 Leporis und der B 5-Komponente von β Lyrae. Außer den H-Linien waren noch eine große Zahl von He I-, Mg II-, O II-, N II-, N III-, C III-, Si II- und Si III-Linien im Spektrum vorhanden. Si III, C III und N III kamen nur in Absorption vor. Die Elemente höheren Ionisationspotentials rührten aus größeren Tiefen der Schale her als die Elemente niederen Ionisationspotentials. STRUVE vermutet, daß die Dichte in der Schale nach außen kleiner als $1/r^2$ abfällt. Na I und Ca II sind in Emission sicher vorhanden, obwohl durch interstellare Absorption überdeckt. Die Radialgeschwindigkeiten zeigen, daß die Geschwindigkeit mit der Intensität der Linie zunimmt, wenn man von Elementen niederen zu denen höheren Ionisationspotentials kommt, was eine beschleunigte Auswärtsbewegung der Hülle vermuten läßt.

Schon GERASIMOVIC[139]) vermutete ein veränderliches Spektrum, denn 1887/88 fehlte bei Hδ die violette Absorptionskomponente. Eine Struktur in den H-Absorptionen wurde von ADAMS und MERRILL[140]) bemerkt.

Nun wurde 1935 das Verhalten der C-, N- und Si-Linien von BEALS[141]) untersucht. Danach sind die folgenden Linien vorhanden:

C II	4267	Si IV	4088	N II	4621
C III	5696		4116		4630
N III	4097	N II	3956		5666
Si II	6347		3995		5679
	6321		4447		5686
Si III	4552		4601		5710
	4567		4607		5747
	4574		4613		6482

Die stärksten zu erwartenden Si III-Linien sind beobachtet, auffallend ist das Fehlen des Dubletts 4128, 4130. Für jeden Ionisationsgrad der Atome ergibt sich ein bestimmtes Verhältnis Emission: Absorption, das mit steigendem Ionisationsgrad kleiner wird. Einige Beispiele: Das Verhältnis fällt bei:

Si II von 6.1 auf 0.0 für Si IV
C II von 2.8 auf 0.1 für C III
N II von 0.9 auf 0.0 für N III

Parallel damit geht eine Abnahme der Verschiebung der Absorptionslinien. Die Verschiebung fällt von:

— 289 km/sec für Si II auf — 33 km/sec für Si IV
— 154 km/sec für C II auf — 28 km/sec für C III
— 100 km/sec für N II auf — 47 km/sec für N III

In den Emissionsgeschwindigkeiten ist keine so deutliche Gesetzmäßigkeit ausgeprägt. BEALS kommt zu dem Schluß, daß wir es mit einer den Stern umgebenden Gashülle zu tun haben, in der sich die Atome beschleunigt nach außen bewegen.

Durch Vergleich mit Wega auf Grund von spektralphotometrischen Untersuchungen des kontinuierlichen Spektrums fand GERASIMOVIC[139]) die niedrige Temperatur von 7700°. Dagegen berechnete BEALS[142]) durch Anwendung der Theorie von ZANSTRA die weit höhere Temperatur von 25 bis 30 000°. DUFAY[143]) erörtert das Temperaturproblem und findet, daß die Intensitätskurve des Spektrums sehr stark von der eines schwarzen Strahlers abweicht.

Zwecks Prüfung der bereits von ADAMS angedeuteten Struktur in den H-Absorptionen fand WILSON[144]) aus Lick-Aufnahmen und Spektrogrammen von Mt Wilson in den Jahren 1933/36, daß die Wasserstofflinien aus einer Emissionskomponente und 2 Absorptionskomponenten, statt einer, wie früher angenommen, bestehen. Die

ziemlich breite Emission liegt nahe der normalen Wellenlänge. Die beiden violetten Absorptionskomponenten variieren in ihrer Intensität (und anscheinend auch Lage) derart, daß manchmal beide sichtbar sind, bisweilen aber nur eine. Bedeutende Änderungen finden gewöhnlich in Abständen von der Größe eines Monats statt. Die He-Linien scheinen sehr ähnlich veränderlich zu sein. Es ist wahrscheinlich, daß die spektralen Änderungen mit den geringen Helligkeitsänderungen (0.^{m}16 innerhalb eines Monats) eng verbunden sind. Interessant ist noch, festzustellen, daß diese doppelten Absorptionslinien die bereits von O. STRUVE erwähnte Ähnlichkeit mit 17 Leporis noch vergrößern.

2. η Carinae 1843.

Bei der Besprechung der Lichtkurve zeigte es sich, daß die Helligkeitsabnahme vom Maximum bis etwa 8.^{m}3 mehr als 50 Jahre gedauert hatte. Bemerkenswert ist, daß 1899 GILL[145]) zuerst eine Ähnlichkeit des Spektrums mit dem von N Aurigae 1891 feststellte. Eine genauere Untersuchung 1912/13 durch MOORE und SANFORD[146]) hatte folgende Resultate: Das Spektrum besteht vornehmlich aus Emissionslinien von Fe, Ti und Cr, wobei die Fe-Linien im allgemeinen die stärksten sind. Die Fe II-Linien zeigen eine Violettverschiebung von 28 km/sec, während die der Ti- und Cr-Linien anscheinend um 14 km größer ist. Wie schon 1899 konnten auch jetzt die Nebellinien nicht beobachtet werden. Wahrscheinlich waren die Wasserstofflinien doppelt. Jedenfalls zeigte ein Vergleich des Spektrums mit dem der Neuen Sterne im frühen Stadium, daß zwischen beiden Spektren eine enge Beziehung besteht. Aber einige starke Linien blieben unidentifiziert. Trotz weiterer Beobachtungen von MOORE, LUNT, GILL und SANFORD[147]) konnten zahlreiche Emissionslinien noch immer nicht identifiziert werden. Da gelang es 1928 MERRILL[148]) fast alle bisher nicht bekannten Linien mit verbotenen Linien des [Fe II]-Spektrums zu identifizieren. Ferner waren im Spektrum noch Fe II, Ti II und Cr II vorhanden. Die Linien der entsprechenden neutralen Atome wurden nicht beobachtet. Die den festgestellten [Fe II]-Linien entsprechenden Multiplett-Kombinationen hat RUSSELL[149]) zusammengestellt. Im Laboratorium sind dieselben nicht beobachtet. Das Auftreten bei η Carinae wird durch die geringe Dichte und daher große freie Weglänge möglich. SPENCER JONES[150]) hat eine Aufstellung der von ihm beobachteten Emissionslinien zwischen Hα und 3938 gegeben. Es sind im ganzen etwa 30 verbotene [Fe II]-Linien im Spektrum nachgewiesen.

Ein besonderes Interesse kommt diesen Linien noch dadurch zu, daß sie etwa 4 Monate nach dem Maximum bei N Pictoris 1925 und N Herculis 1934 auftraten und dadurch eine enge Verbindung von η Carinae zu diesen Neuen Sternen andeuteten. Folgende Linien sind in den Spektren beider Neuer Sterne recht intensiv gefunden worden: 4244, 4277, 4287, 4359, 4414, 4416 und 4814 bzw. 4874.

Aus den Messungen von LUNT und SPENCER JONES[151]) geht mit Sicherheit hervor, daß die [S II]-Linie 4069 bei η Carinae beobachtet wurde, obgleich in beiden Fällen keine Identifikation erfolgte, aber bereits Identität mit einer Nebellinie vermutet wurde. Auf Aufnahmen in Cape (1899), Santiago (1913) und Cordoba (1919) konnten die Hauptnebellinien nicht gefunden werden. Nun findet sich aber bei LUNT und SPENCER JONES eine nicht von ihnen identifizierte Linie bei 4363. Man darf daher wohl mit einiger Sicherheit sagen, daß dies die [O III]-Linie 4363 sein wird. Ihre Intensität ist allerdings gering.

Die Parallaxe von 0.″0015 ergab eine absolute Helligkeit im Maximum von — 10.1, ein Wert, der über dem bei gewöhnlichen Neuen Sternen liegt. Bei einer angenommenen Minimalhelligkeit von $8.^m5$ würde $M_{min} = -0.6$ werden, d. h. wir haben es mit einem Riesenstern zu tun. Erwähnenswert ist ferner noch, daß η Carinae im Nebel NGC 3372 liegt und daß nahe oder in jenem Nebel ausgedehnte Dunkelwolken sich befinden.

3. Z Andromedae 1901.

Dieser Nova-ähnliche Veränderliche fällt besonders auf wegen seiner Ähnlichkeit im Spektrum mit der N (CM) Aquilae 1914. Die Ähnlichkeit mit dem Spektrum der Neuen Sterne überhaupt hatte zuerst Miss CANNON[152]) festgestellt. Nach der Ansicht von PLASKETT[153]) entstehen die in dem A-Typus-Spektrum mit hellen Linien auch vorhandenen Nebellinien in einer den eigentlichen Stern umgebenden Nebelhülle. Die scheinbare Farbtemperatur war so niedrig, daß die durch das beobachtete Spektrum verlangte Anregung nicht erklärt werden konnte. In den Jahren 1923/27 fand PLASKETT im Spektrum wenig Veränderungen . Absorptionslinien waren nicht vorhanden, und von den 111 Emissionslinien konnten 99 identifiziert werden. Wenn diese Linien nach dem durchschnittlichen Grad der Ionisation klassifiziert werden, dann ergibt sich eine Einteilung in zwei Gruppen: Die eine enthält den stellaren Teil, hauptsächlich Emissionslinien des H, He I, Mg II und Fe II, während die zweite den nebularen Teil umfaßt, nämlich Linien von He II, N III und O III. Die Linien der zweiten Gruppe sind länger als die der ersten und entstehen in einer Nebelhülle mit einem Durchmesser von 0.″6. Die Radialgeschwindigkeiten aus den beiden Gruppen sind verschieden.

Eine photometrische Untersuchung der Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum ergab die niedrige effektive Temperatur von 5200°. Durch den Nachweis der Absorptionsbanden des Titanoxyds bei 6159, 5448, 5164 und 4995 durch HOGG[154]) entsprach der Spektraltyp anscheinend der Klasse M 0. Die Intensität dieser Banden nahm zu, als die Helligkeit des Sterns um etwa eine Größenklasse abnahm.

Unter den veränderlichen Sternen gibt es eine große Anzahl, die durch ein ähnliches Spektrum eine enge Verbindung zu diesem Nova-

ähnlichen Veränderlichen herstellen. Besonders muß in dieser Hinsicht der Veränderliche SY Muscae erwähnt werden.

4. T Pyxidis 1920.

Mit seinen drei fast gleich hellen Maxima stellt dieser Stern schon allein durch seine Lichtkurve eine recht enge Beziehung zu einer Reihe von Neuen Sternen her. Die Beobachtung eines charakteristischen Nova-Spektrums gelang ADAMS und JOY[155]) im Jahre 1920. Die Wasserstoff-Emissionsbanden besaßen eine Breite von 25 AE, und ihre violetten Absorptionskomponenten ließen eine vierfache Aufspaltung erkennen. Es bestand eine große Ähnlichkeit mit dem Spektrum der N Aquilae 1918 etwa 10 Tage nach dem Maximum. Der Anstieg der Helligkeit von $13.^m5$ auf $7.^m0$ im Jahre 1920 dauerte etwa 12 Tage, ging also bei der relativ geringeren Amplitude dreimal so langsam vor sich als bei den Neuen Sternen. Die Absorptionslinien, deren Verschiebungen proportional der Wellenlänge waren, erreichten einen maximalen Betrag von — 1800 km/sec.

Ferner waren im Spektrum noch schwächere Emissionsbanden vorhanden, die zum größten Teil mit Funkenlinien der Metalle, hauptsächlich von Fe II, identifiziert werden konnten. Außerdem waren verwaschene Absorptionslinien von N und O zu beobachten. Die Violettverschiebungen der vierfachen Absorptionskomponenten standen sehr nahe im Verhältnis 1 : 2 : 3 : 4 zueinander. HUMASON[156]) machte auf die außerordentlich helle Hα-Linie aufmerksam. Im ultravioletten Gebiet waren die Absorptionskomponenten der Wasserstofflinien viel stärker relativ zu den Emissionskomponenten als bei Hβ und Hγ.

5. RS Ophiuchi 1933.

Der unregelmäßige Lichtwechsel zwischen 11^m und 13^m wurde im Juni 1898 durch einen plötzlichen, nur kurze Zeit dauernden, Anstieg bis $7.^m7$ unterbrochen. Im Draper-Katalog ist das Spektrum zu Ocp klassifiziert. Im August 1894 waren keine hellen Linien zu bemerken, der Spektraltypus war K. Am 15. Juli 1898 beobachtete PICKERING[157]) im Spektrum helle Wasserstofflinien im Gebiet Hβ bis Hξ und zwei Emissionslinien bei 4656 und 4691. Nach dem Absinken auf die ursprüngliche Helligkeit erhielten ADAMS und JOY[158]) am 20. Juli 1923 ein Spektrum. Sie beobachteten starke helle Linien bei Hβ und Hγ und schwache Emissionslinien von Fe II. Die N III-Linie 4640 und die He I-Linie 4686 waren nicht mit Sicherheit nachzuweisen. Das kontinuierliche Spektrum war stark, und die schwachen Absorptionslinien entsprachen dem Typus G 5. Die hellen Wasserstofflinien hatten eine Verschiebung von — 35 km/sec.

Im Herbst 1933 erfolgte ein neuer Anstieg der Helligkeit, und das am 12. August erreichte Maximum von $4.^m3$ übertraf alle früheren Ausbrüche erheblich. Im Maximum war das Spektrum dem eines gewöhn-

lichen Neuen Sternes sehr ähnlich. Allerdings wurden die großen Violettverschiebungen der Absorptionslinien nicht beobachtet. Die Verschiebung der Wasserstoffabsorptionen betrug nur — 60 km/sec.

Unmittelbar nach der Maximalhelligkeit traten auf einem starken kontinuierlichen Spektrum die Emissionsbanden des Wasserstoffs hervor. Ihre Breite betrug etwa 25 bis 30 AE, und ihre Zentren waren um 2 AE nach Rot verschoben. Daneben konnten schwache He- und Fe II-Emissionsbanden beobachtet werden, die allmählich stärker werden. Bei H und K wurden schwache Emissionsbanden beobachtet, die wahrscheinlich von den interstellaren H- und K-Linien mit einer Verschiebung von — 30 km/sec überlagert waren. Das kontinuierliche Spektrum wurde entsprechend der Abnahme der Helligkeit des Sterns sehr schnell schwächer. Bereits 6 Tage nach dem Maximum erschien 4363, und bald darauf folgten auch die beiden anderen Hauptnebellinien und die [Ne III]-Linien 3869 und 3968. Die Linien waren scharf und schmal mit einer Verschiebung von — 42 km/sec. Zu Beginn war auch hier 4363 relativ zu 5007 und 4959 viel stärker als bei den planetarischen Nebeln. Etwa 16 Tage nach dem Maximum waren nach R. MÜLLER[159]) dann auch 4686, 4640, 5755 und einige O II- und N II-Linien zu beobachten, so daß der Nebelcharakter des Spektrums schon sehr früh vollständig entwickelt war.

Es wurde bereits erwähnt, daß durch ADAMS und JOY[160]) 6 Wochen nach dem Maximum anscheinend bei RS Ophiuchi erstmalig die im Spektrum der Sonnenkorona gefundenen Korona-Linien 6374, 5303, 4231, 4086 und 3987 entdeckt wurden. Ihre Struktur ähnelte der von 4686. R. MÜLLER[159]) konnte nachträglich das Vorhandensein von 5303 schon auf Platten vom September feststellen. Abgesehen von einer Linie ist ihre Identifizierung bisher noch nicht gelungen. Nach GROTRIAN[161]) kommen wahrscheinlich nur verbotene Übergänge metastabiler Atome mit noch größerer Lebensdauer als die der Nebellinien in Frage.

Im April 1934 war die Helligkeit bereits wieder 11^m, die Koronalinien waren verschwunden. Sehr interessant war das Auftreten der schon bei zwei Neuen Sternen beobachteten verbotenen [Fe II]-Linien. Die H-Emissionslinien 4640 und 4686 waren stark. Während 5007 intensiv war, konnten 4959 und 4363 wenn überhaupt, dann nur sehr schwach gesehen werden. Es bestand eine große Ähnlichkeit mit dem Spektrum vom Juli 1923. Der einzig merkliche Unterschied lag in der viel größeren Intensität von 4686. Auch ist es zweifelhaft, ob N_1 1923 vorhanden war.

Die Parallaxe von 0.″001 ergab $M_{max} = -5.7$. Dieser Wert kommt den entsprechenden Werten bei Neuen Sternen recht nahe. Aus $M_{min} = +2.0$ folgt, daß der Veränderliche ein Riesenstern ist. Die Farbtemperatur betrug nach WILSON[162]) 4000°, während sich nach der ZANSTRAschen Theorie eine Ionisationstemperatur von 35 000° ergibt.

IX. Andere Sterne mit Neuem-Stern-Spektrum.

Im Anschluß an P Cygni 1600 lassen sich eine große Anzahl von Sternen aufzählen, die in spektraler Hinsicht dem Nova-ähnlichen Veränderlichen sehr ähnlich sind. Es sind dies die sogenannten P Cygni-Sterne, z. B. AG Pegasi, AG Carinae usw. Ihre Helligkeit ist in vielen Fällen veränderlich. Von 30 bekannten Sternen dieser Art sind allein 10 in den Magellanischen Wolken gefunden worden. Unter den 20 in der Milchstraße entdeckten P Cygni-Sternen befinden sich 8 Veränderliche. Die absoluten Helligkeiten sind über einen sehr großen Bereich verteilt. HOFFLEIT[163]) hat eine Zusammenstellung gegeben. Er findet als hellsten unter ihnen S Doradus mit $M = -8$ und als schwächsten den Begleiter von o Ceti mit $M = +6.3$.

Bei RX Puppis, dessen Helligkeit in den Jahren 1890—1912 zwischen $12.^{m}0$ und $14.^{m}1$ schwankte, erscheint im Spektrum der Übergang zum Nebelstadium gut ausgebildet. Es werden neben den Wasserstoff-Linien auch 3869, 4363 und 4686 als Emissionslinien beobachtet. R Monocerotis ist der Kernstern des veränderlichen Nebels NGC 2261. Das Spektrum des Nebels und des Kerns sind einander ähnlich. Der Typ ist der von Neuen Sternen kurz nach dem Maximum. R Coronae austr. hat ein Spektrum, das dem eines Neuen Sternes im frühen Stadium sehr ähnelt. RY Scuti zeigt H, He und 4658 als Emissionslinien, während SY Muscae nach DRAPER ein ähnliches Spektrum wie Z Andromedae besitzt.

γ Cassiopeiae besitzt als Spektrum vom B 0-Typus eine große Anzahl von Fe II- und einige andere Metall-Emissionslinien. Ferner werden helle H-Linien und die Nebellinien beobachtet. Die Emissionslinien zerfallen in zwei Komponenten, deren Abstand bei den verschiedenen Linien verschieden variiert. Die H-Absorptionen haben eine Verschiebung von — 30 km/sec.

Bei υ Sagittarii fand PLASKETT[164]) ein A-Typus-Absorptionsspektrum von ionisierten Metallen zusammen mit einem B-Typus-Spektrum. Ferner wurden die Wasserstoff-Linien beobachtet, die in mehrere Absorptionskomponenten aufgespalten waren. Das gesamte Absorptionsspektrum erleidet periodische Geschwindigkeitsänderungen.

Nach STRATTON[165]) hat HD 45 910 ein besonders interessantes Spektrum. Neben einem fundamental diffusen He-Absorptionsspektrum sind die H-Linien hell mit violetten Absorptionskomponenten. Die Verschiebungen ändern sich mit einer Periode von 235 Tagen. Überlagert ist diesem Spektrum ein α Cygni-Spektrum, hauptsächlich in Emission, gelegentlich auch in Absorption, das seine Intensität ändert. Nach STRATTON[165]) sind mindestens 21 Sterne vom gleichen Typ bekannt. Man findet sie alle entweder in der großen Maggellanischen Wolke oder in niedrigen galaktischen Breiten. Ihre Helligkeit ist gering, und ihre Spektren liegen zwischen O 6 und B 8.

Für die späteren Stadien eines Neuen Sternes geben B-Sterne mit Nebelhüllen, WR- und O-Sterne Parallelen.

Man sieht aus dieser Zusammenstellung, die sich noch vermehren ließe, daß man so gut wie jedes ausgeprägte Stadium in der Entwicklung eines Neuen Sternes in anderen Sternen hat wiederfinden können.

Es muß noch ein Fall erwähnt werden, wo nicht zu entscheiden war, ob es sich um einen Neuen Stern oder einen Veränderlichen handelte, d. i. RT Serpentis. Auf Harvard- und Heidelberger Platten war er zwischen 1891 und 1908 unsichtbar. Im Juli 1909 war seine Helligkeit 13.^{m}9, 1917 etwa 9.^{m}0. Nach ADAMS[166]) war der Spektraltyp F 0 mit heller Hβ-Linie. Auf Mt Wilson wurde er zu A8p klassifiziert. Obwohl ihn damals WOLF, BARNARD und BAILEY[167]) zu den Veränderlichen rechneten, neigte SHAPLEY[168]) mehr der Bezeichnung „Neuer Stern im besseren Sinne" zu, da Farbe und Typ gegen einen langperiodischen Veränderlichen sprechen. Neuerdings sagt man: ein R Corb.-Stern.

X. Die physikalische Deutung.

Durch welche physikalischen Vorgänge kann nun diese ungeheure Steigerung der Helligkeit (bei der N Persei 1901 war z. B. $I_p : I_{max} = 1 : 250\,000$), die wir bei der Erscheinung eines Neuen Sternes beobachten, erklärt werden? Wie im nächsten Kapitel noch näher ausgeführt wird, handelt es sich auf Grund einer Umwandlung in der inneren Konfiguration eines Sternes um eine Expansion seiner äußeren Hülle. Da zur Zeit der Maximalhelligkeit des Neuen Sternes die Helligkeit fast nur von der kontinuierlichen Strahlung herrührt, stellen die äußeren Teile der expandierenden Hülle eine photosphärische Zone dar, deren zwei Parameter, der Radius und die Temperatur, den eigentlichen Verlauf der beobachteten Lichtkurve bestimmen. Wir haben also den Lichtanstieg sowohl durch eine Vergrößerung des Radius als auch eine Erhöhung der Temperatur zu erklären.

Es soll zunächst das Problem der Temperatur erörtert werden, da gerade die diesbezüglichen Bestimmungen bei Neuen Sternen auf große Schwierigkeiten stoßen. Vor allem bleibt es sehr ungewiß, ob und wie weit die gewöhnliche Beziehung der effektiven Wellenlängen und der Farbenindices zu den effektiven Temperaturen auf Neue Sterne angewendet werden darf. Zum mindesten sind die Temperaturänderungen, die einige Tage nach dem Maximum aus einer rein schematischen Zuordnung zu Verschiebungen der effektiven Wellenlängen und der Farbenindices abgeleitet worden sind, illusorisch, da die Neuen Sterne in diesem Stadium typische Selektivstrahler sind, bei denen ein wesentlicher Teil der Strahlungsintensität von den breiten

Emissionsbanden herrührt. Daher darf man auf die Schwankungen in den Farbenindices und effektiven Wellenlängen nach dem Maximum nur wenig Gewicht legen, zumal auch den spektralen Änderungen von F nach A und B→P→O nicht entsprechende Änderungen des Farbenindex folgen. Vor dem Hervortreten der Emissionsbanden können die effektiven Wellenlängen allerdings noch zu Temperaturbestimmungen benutzt werden.

Für die Temperaturen der Neuen Sterne vor ihrem Ausbruch kann man nur einen genäherten Wert aus der absoluten Helligkeit herleiten, und aus der Tabelle auf Seite 22 entnimmt man, daß gemäß ihres Spektraltypus die Temperaturen der Praenovae sich zwischen den Grenzen 4000° und 8000° bewegen.

Bei den verschiedenen Neuen Sternen liegt eine Reihe von Bestimmungen der Farbtemperatur vor, denen wir uns jetzt zuwenden wollen. Für die abgeleiteten Werte ist die folgende Tabelle zusammengestellt:

P Cygni	1600	7700°	Gerasimovic
RS Ophiuchi	1933	4000°	Wilson, Williams
N Aquilae	1918	9000°	Wilsing
N Cygni	1920	8000°	Belopolsky
N Pictoris	1925	8000°	Sp.-Typus im Maximum
N Herculis	1934	10000°	" " " "
N Lacertae	1936	9000°	" " " "

Für N Coronae 1866 fand 1932 BERMAN[169]) eine Temperatur von 3000°, ein Wert, der für Riesen der Spektralklasse M normal ist. Bei den tabulierten Temperaturen handelt es sich um Werte kurz nach dem Maximum. Interessant ist, daß BEER[170]) bei N Herculis 1934 eine Abnahme der Temperatur (aus dem Spektraltyp abgeleitet) beim Anstieg zum Helligkeitsmaximum fand, und zwar ging die Abnahme von 15000° am 13. Dezember bis 7000° am 22. Dezember. Auf eine analoge Erscheinung hat bereits DAVIDOVICH[171]) bei N Cygni 1920 aufmerksam gemacht.

Besondere Aufmerksamkeit verdient das Verhalten der Temperatur der photosphärischen Zone nach der maximalen Helligkeit. Es folgt nämlich aus den Messungen von HACHENBERG und BEILECKE[172]) bei N Herculis 1934 und von WILSING[173]) bei N Aquilae 1918, daß bei abnehmender Helligkeit die Temperatur beträchtlich ansteigt. Analoges wurde auch bei N Lacertae 1936 bemerkt. Diese Tatsache wird im Hinblick auf die Bestimmungen des Radius der photosphärischen Zone von großer Wichtigkeit sein.

Zu den bisher besprochenen Temperaturbestimmungen stehen die nach der Methode von ZANSTRA erhaltenen Ionisationstemperaturen in großem Gegensatz. Die Anwendung der ZANSTRAschen[174]) Theorie stützt sich auf folgende Annahmen: (1) Die Wasserstoff-

Atome im Nebel sind durch ultraviolette Strahlung des Zentralsternes photoelektrisch ionisiert, und die Emissionsbanden entstehen, wenn Protonen und Elektronen rekombinieren. (2) Der Stern soll als schwarzer Strahler angesehen werden. (3) Die Sternstrahlung jenseits der Grenze der Lyman-Serie wird durch den Nebel vollkommen absorbiert. Es muß dann die Temperatur T folgende Gleichung befriedigen:

$$\int^{\infty} x^2 \left(e^x - 1\right)^{-1} dx = \sum_{\nu} x^3 \left(e^{x-1}\right)^{-1} \cdot A\nu, \quad \text{wobei } x = \frac{h\nu}{kT} \text{ und}$$

$$A\nu = \frac{\int I\lambda \, d\lambda}{\lambda I_s} = \left[\frac{\text{Fläche unter der Bandenkontur}}{\text{Intensität des Kont. in gl. Einh.}}\right] \text{ ist.}$$

Nach dieser Methode sind nun die folgenden Werte bestimmt worden:

P Cygni	1600	16000°	(H)
		23000°	(He)
RS Ophiuchi	1933	35000°	
N Aquilae	1918	65000°	(He)
		80000°	(NV)
N Pictoris	1925	50000°	
N Herculis	1934	70000°	

Zur Bestimmung des Radius der photosphärischen Zone im Helligkeitsmaximum muß natürlich die Temperatursteigerung berücksichtigt werden, und dann sind für eine Anzahl Neuer Sterne die Rechnungen durchgeführt und der maximale Radius R_{max} tabuliert. Obwohl diese Werte um 10—15% falsch sein können, so bekommen wir doch ein anschauliches Bild von der Größenordnung des photosphärischen Radius im Helligkeitsmaximum, denn die größten Werte erreichen fast die Hälfte des Erdbahnradius. Wenn man die größeren Amplituden bei den Super-Novae in Rechnung setzt, dann ergeben sich bei Temperaturerhöhungen von nur 5000° maximale Radien, die fast den hundertfachen Betrag der bei gewöhnlichen Neuen Sternen errechneten R_{max} erreichen. Eine relativ große Unsicherheit liegt in den meisten Fällen in der Angabe der Temperaturerhöhung.

Aus der Tatsache, daß in den beobachteten Fällen trotz der abnehmenden Helligkeit nach dem Maximum eine ansteigende Temperatur festgestellt wurde, muß man schließen, daß in dieser Epoche sich der Radius der photosphärischen Zone stark verkleinert hat. Nach den Messungen bei N Aquilae 1918 von WILSING[173]), der etwa 24 Tage nach dem Maximum (Helligkeit $4.^m2$) eine Temperatur von 11000° fand, würde also folgen, daß zu dieser Zeit der Radius nur noch etwa $R = 21 \cdot R_\odot$ betragen hat. Aus den Messungen von BEILECKE und HACHENBERG[172]) bei der N Herculis 1934 folgt, daß

Ende März bei einer Temperatur von 18000° der Radius nur noch $R = 9 \cdot R_\odot$ betragen haben kann. Etwa 1 Monat nach dem Maximum war bei der N Lacertae 1936 bei $T = 18000°$ $R = 8 \cdot R_\odot$.

Es muß aber in diesem Zusammenhang besonders betont werden, daß die Abnahme des Photosphärenradius nicht etwa darin seinen Grund hat, daß nunmehr die Materie auf den Stern zurückfällt, sondern wir haben es dabei mit einem rein optischen Effekt zu tun, denn die Expansion der eigentlichen Gashülle geht gemäß den beobachteten Violettverschiebungen auch nach dem Maximum ständig weiter. Der Radius dieser Hülle nimmt bald sehr große Werte an, wie wir später noch sehen werden.

Auf Grund von weiteren, zeitlich später liegenden Temperaturbestimmungen können wir in drei Fällen noch die Radien der Exnovae zu ermitteln versuchen. Nach der Theorie von ZANSTRA[174]) wurden die in der Tabelle nochmals aufgeführten Werte bestimmt. Man muß nun aber außerdem noch berücksichtigen, daß zur Zeit dieser Temperaturbestimmungen die beobachtete Helligkeit im wesentlichen von der Gashülle herrührt, so daß man die Helligkeit des eigentlichen Kernsternes noch geringer anzusetzen hat. Die Spektren zeigen nämlich nur die Emissionslinien, aber kein Kontinuum. Somit ergeben sich die in den beiden letzten Kolonnen der Tabelle dargestellten Werte für die Endradien R_z. Dabei ist für N Herculis 1934 die Minimalhelligkeit vor dem neuen Anstieg benutzt, und für die anderen beiden Neuen Sterne ist die wieder erreichte Minimalhelligkeit eingesetzt.

Nova	$\frac{I_{prae}}{I_{max}}$	Erhöhung von T.	R_{max} in R_0	R_{max} in $R_\odot$	T_z	R_z in $R_\odot$	in R_δ
Persei 1901	1 : 250000	5000°	97	97			
Gemin. 1912	1 : 33000	2000°	117	—			
Aquil. 1918	1 : 40000	2000°	120	—	80000°	0.01	1.1
Cygni 1920	1 : 425000	3000°	220	198			
Pict. 1925	1 : 40000	—	200	240	50000	0.031	3.35
Hercu. 1934	1 : 300000	5000°	95	86	70000°	0.026	2.85
Lacert. 1936	1 : 120000	5000°	74	74			

Dabei soll R_0 den Radius der Praenova bedeuten, und in den Fällen, wo eine plausible Annahme von R_0 in Einheiten des Sonnenradius möglich ist, wurde derselbe in die Tabelle eingefügt. Würde man bei den Neuen Sternen, für die keine Beobachtungen vorliegen, für T_z einfach Werte von der Größenordnung 50000° annehmen, so erhielten wir ein analoges Ergebnis für R_z. Aber auch diese geringen Daten genügen bereits, um festzustellen, daß die Neuen Sterne im Endstadium ihrer Entwicklung weiße Zwerge sind. Die Endradien sind erwartungsgemäß von der Größenordnung des Erdradius, wobei die

Dichten sehr hohe Werte erreichen. Die bei einzelnen Exnovae beobachteten Spektraltypen Oa oder Ob liefern eine gute Bestätigung für den obigen Schluß.

Ein Versuch, die Dimensionen der Neuen Sterne auf andere Weise zu bestimmen, ist von D. Mc LAUGHLIN[175]) gemacht worden, und zwar beruht er auf den beobachteten Expansionsgeschwindigkeiten, den Spektraltypen und dem ansteigenden Ast der Lichtkurve. Setzt man danach die Temperatur während des Helligkeitsanstieges als konstant an, so folgt für den Radius im Maximum:

$$R_{max} = R_{prae} + vt. \tag{1}$$

Die nach dieser Formel berechneten Radien sind mit Ausnahme der N Pictoris 1925 bedeutend größer als die in der Tabelle gegebenen. Die Schwierigkeit liegt teils darin, daß nur selten die Expansionsgeschwindigkeiten während der Anstiegszeit genügend genau bekannt oder überhaupt konstant sind, und daß andererseits die Vielfachheit der Schalen nicht berücksichtigt werden kann. Setzt man die bei konstanter Temperatur geltende Gleichung $R^2_{max}/R^2_{prae} = I_{max}/I_{prae}$ in (1) ein, so folgt:

$$R_{prae} = \frac{vt}{\sqrt{I_m/I_p - 1}} . \tag{2}$$

Auf diese Weise hat GAPOSCHKIN[176]) die Radien der Neuen Sterne vor dem Ausbruch zu bestimmen gesucht. Dabei ist allerdings wiederum ein Temperaturanstieg unberücksichtigt geblieben, und auch der recht unsichere Faktor einer über den ganzen Zeitraum als konstant angesehenen Expansionsgeschwindigkeit läßt den Berechnungen kein großes Gewicht zukommen. Es bleibt indessen beachtlich, daß sich trotz dieser stark vereinfachenden Annahmen und der dürftigen Beobachtungsdaten Werte für R_{prae} ergeben, die in einigen Fällen der Wahrheit sehr nahe kommen mögen, denn sie liegen in der Größenordnung des Sonnenradius.

Wie bereits erwähnt wurde, geht die Expansionsbewegung auch nach dem Maximum noch ständig weiter, und es bildet sich außerhalb der photosphärischen Zone eine selektiv emittierende und absorbierende Gashülle, auf deren physikalischen Zustand nunmehr weiter eingegangen werden soll. Der Radius dieser Hülle wird den der photosphärischen Zone schon ein paar Tage nach dem Maximum um ein Vielfaches übertreffen, so daß wir uns folgendes, etwas schematisiertes Bild entwerfen können: Um den eigentlichen Sternkern ist eine Gashülle gelagert, die stetig weiter radial expandiert. In ihr entstehen die im Spektrum beobachteten Emissionslinien, deren Intensitätsverlauf durch das Ausbreitungsgesetz bestimmt wird. Nur in dem schmalen Ausschnitt, wo von uns aus gesehen die von der photosphärischen Zone herrührende kontinuierliche Strahlung die

Gashülle durchdringt, entstehen die Absorptionslinien, die eine Violettverschiebung aufweisen müssen, welche sehr genähert die Expansionsgeschwindigkeit der Gashülle darstellt. Die in fast allen Fällen beobachteten vielfachen Absorptionskomponenten erklären sich zwangslos aus der Annahme, daß mehrere Schalen mit verschiedenen Geschwindigkeiten den Stern verlassen. Da aber innerhalb des Ausschnitts eine Differenz der radialen Geschwindigkeiten immerhin auftritt, werden die Absorptionslinien nicht schmal und scharf, sondern mehr oder weniger breit erscheinen. Die Verschiebung der nach dem Maximum beobachteten Spektralklassen zu früheren Typen (B) findet in der Erhöhung der Temperatur der anregenden photosphärischen Strahlung ihre Deutung. N Herculis 1934 und N Aurigae 1891 nehmen insofern eine Sonderstellung unter den Neuen Sternen ein, als der Materienachschub nicht nach dem Helligkeitsmaximum sofort stark abnahm, sondern während der Monate Dezember und Januar fast konstant blieb.

Die in der sich ausdehnenden Gashülle enthaltene Masse ist von KOSIREV[177]) zu etwa 10^{-5} Sonnenmassen geschätzt worden, und bei N Herculis1934 hat GROTRIAN[178]) gezeigt, daß die Gesamtmasse des Nebels nur ein kleiner Bruchteil der Sonnenmasse ist, sicher kleiner als 10^{-4} Sonnenmassen.

Charakteristisch für das Spektrum der Neuen Sterne im Nebelstadium ist das Auftreten einer großen Zahl von verbotenen Linien. Diese Tatsache deutet darauf hin, daß wegen der ständigen Expansion die Dichte in der Gashülle immer kleiner wird und endlich die niedrigen Werte erreicht, die wir als typisches Merkmal bei den planetarischen Nebeln kennen. Schon wenige Tage nach dem Maximum sind bei N Geminorum 1912, N Aquilae 1918 und N Herculis 1934 die verbotenen [O I]-Linien beobachtet worden. Etwas später folgen dann die Nebellinien des verbotenen [O III]-Spektrums. Die [O I]-Linien verschwinden bereits wieder, wenn die [O III]-Linien ihrem Intensitätsmaximum zustreben. Wir haben bereits im Kapitel III,8 gesehen, daß diese Linien nur dann auftreten können, wenn die Zeit zwischen zwei Zusammenstößen größer ist als die mittlere Lebensdauer der betreffenden metastabilen Atome. Daß wir in den Spektren der Wolf-Rayet-Sterne keine verbotenen Linien beobachten, — dieses Stadium ist in der Entwicklung eines Neuen Sternes doch recht gut ausgeprägt —, liegt einfach daran, daß bei den WR-Sternen die Dichte in der Gashülle eine viel größere ist.

Eine besondere Eigentümlichkeit ist das Auftreten der aus η Carinae bekannten verbotenen [Fe II]-Linien in den Spektren von N Pictoris 1925, RS Ophiuchi und N Herculis 1934. Bei letzterer traten sie bei dem steilen Helligkeitsabfall Anfang April charakteristisch hervor. Für diese Erscheinung gibt GROTRIAN[179]) eine Er-

klärung, und zwar findet er, daß, obgleich die BOWENsche[180]) Bedingung für das Auftreten der verbotenen Linien schon sehr früh erfüllt war (siehe das frühzeitige Auftreten der [O I]-Linien), die [Fe II]-Linien nicht beobachtet wurden. Es war aber bis zum 1. April die von EDDINGTON[181]) angegebene Ergänzungsbedingung „Die die Gashülle anregende Strahlung muß so schwach sein, daß ein metastabiles Atom während seiner Lebensdauer kein Licht absorbiert", nicht erfüllt. Erst mit dem steilen Helligkeitsabfall, der ja eine starke Abnahme der kontinuierlichen Strahlung anzeigte, war die anregende Strahlung so schwach geworden, daß die EDDINGTON-Bedingung erfüllt war.

Auch den nochmaligen Anstieg der Helligkeit bei N Herculis 1934 nach dem Minimum, der in dieser Form nur noch bei N Aurigae 1891 beobachtet worden war, deutet GROTRIAN[179]). Dieser Anstieg wird auf Grund der Theorie von ZANSTRA als Einstellvorgang des Gleichgewichts zwischen der extrem ultravioletten Strahlung des Sterns und der Ionisation der Gashülle erklärt. Die Entwicklung des Zentralsternes seit dem 1. April ging nach GROTRIAN so vor sich, daß praktisch keine Strahlung, besonders keine extrem ultraviolette, von ihm ausging. Die extrem ultraviolette Strahlung wird dann plötzlich im Minimum der Helligkeit wirksam.

Von großer Bedeutung ist es, daß bei den helleren Neuen Sternen noch viele Jahre nach dem Maximum die jährliche Expansionsbewegung der Nebelschale beobachtet worden ist oder daß sogar eine Aufspaltung in zwei oder mehrere Komponenten festgestellt wurde. Es läßt sich also in jedem Fall aus der bekannten Entfernung und der beobachteten Winkelentfernung die Expansionsgeschwindigkeit berechnen. Die folgende Tabelle gibt die entsprechenden Daten:

Nova		Parallaxe	Exp. pro Jahr	km/sec	Jahr	Durchmesser in A E
Persei	1901	0."00205	0."46	1000	1933	24000
Aquilae	1918	0."0028	2."0	1650	1926	9200
Cygni	1920	0."0011	1."2	2400	1922	895
Pict.	1925	0."0015	0."25	780	1930	3940
Hercul.	1934	0."0024	0."25	380	1935	87
Lacert.	1936	0."00125	(1."35)	(2550)		

Man sieht deutlich, daß die berechnete Expansionsgeschwindigkeit in km/sec recht plausible Werte ergibt, wenn man sie mit den im Maximum beobachteten Geschwindigkeiten vergleicht. Zur näheren Veranschaulichung sind noch in der letzten Kolonne die für das in der Spalte vorher tabulierte Jahr erreichten Durchmesser der Nebelschalen in astronomischen Einheiten aufgeführt. Bei N Lacertae 1936 hat PEARCE[182]) aus der Geschwindigkeit der Hauptabsorptions-

schale den tabulierten Wert von 1."35 errechnet. Bis jetzt liegen noch keine diesbezüglichen Beobachtungen vor.

Besondere Fälle liegen bei den Neuen Sternen vor, bei denen eine Aufspaltung in zwei oder mehrere Komponenten beobachtet wurde. Bereits 1 Jahr nach dem Maximum beobachtete FINSEN[183]) bei N Pictoris 1925, daß trotz einer zusammenhängenden Nebelhülle mit einem Durchmesser von 3."0 der Hauptstern in 2 Komponenten aufgespalten war. Später konnte sogar ein vierfacher Kern festgestellt werden. Auch bei anderen Neuen Sternen ist eine Aufspaltung registriert worden, wie bereits im Kapitel VII erwähnt wurde. Es erhebt sich nun die Frage, ob wir es bei diesen Erscheinungen tatsächlich mit einer Aufspaltung des eigentlichen Neuen Sternes in mehrere Komponenten zu tun haben, die sich seit dem Ausbruch mit bestimmter Geschwindigkeit voneinander entfernt haben. Einen Gegenbeweis für diese Ansicht, die bei N Herculis 1934 von KUIPER[184]) und BIESBROECK[185]) vertreten wird, gibt es nicht. Zweifellos zeigen hier die sattelförmigen Konturen der [O I]- und [Fe II]-Linien, daß wir von einer reinen Kugelsymmetrie des Nebels sehr weit entfernt sind. GROTRIAN[178]) vertritt die Ansicht, daß der Grund der beobachteten Aufspaltung in zwei Kerne lediglich in der Struktur des Nebels zu suchen ist. Es würde danach allerdings die Erklärung für die vierfachen Komponenten bei N Pictoris 1925 schon sehr verwickelt werden. Andererseits wäre aber auch eine Aufspaltung des Neuen Sternes in zwei etwa gleich große Massen nur sehr schwer zu verstehen. Eine endgültige Entscheidung zwischen den beiden Ansichten erscheint im Augenblick noch nicht möglich.

XI. Theorien.

Es hat natürlich schon nach dem Auftreten der ersten helleren Neuen Sterne nicht an Versuchen gefehlt, eine Ursache für diesen plötzlichen Helligkeitsausbruch zu finden. Sieht man von der Theorie von ZÖLLNER, die das Aufbrechen einer erstarrenden Oberflächenkruste des betreffenden Sterns vermutet, und der Gezeitentheorie von KLINKERFUES (nahe Annäherung eines zweiten Sternes), ab, so gelangt man zu der Ansicht von SEELIGER[186]), die eine sehr große Bedeutung erreicht hat. Danach liegt die Ursache des Ausbruches im Eintritt des Sternes in einen Nebel, und HALM[187]) hat hinzugefügt, daß dieser Vorgang zu einer Expansion der Sternatmosphäre führen müßte, und er hat die Ausbildung von Gasschalen um den Zentralstern gefordert. Gemäß dieser Theorie wäre die Ursache für die Erscheinung eines Neuen Sterns in einer Einwirkung äußerer Einflüsse zu suchen. Aber gegen diese Ansicht lassen sich doch bedeutende Einwände machen. Vorerst soll nicht verkannt werden, daß LUNDMARK[78]) für eine Anzahl Neuer Sterne eine Beziehung zu stern-

armen Milchstraßengebieten, die helle und dunkle Nebelmassen enthalten, gefunden hat. Aber die bei den Neuen Sternen im Andromedanebel von HUBBLE[188]) nachgewiesene Einheitlichkeit der Erscheinung spricht gegen die obige Theorie.

Die Besprechung der Nova-ähnlichen Veränderlichen hatte gezeigt, daß diese Sterne einen engen Zusammenhang mit den veränderlichen Sternen andeuten, so daß man auch aus dieser Verbindung heraus eine äußere Ursache als nicht sehr wahrscheinlich bezeichnen kann. Die im Kapitel IV erörterte Häufigkeit des Auftretens der Neuen Sterne hat das Ergebnis gezeigt, daß jeder Stern unseres Systems einmal in das Nova-Stadium eintreten wird. Wenn die Betrachtungen auch keine große Genauigkeit beanspruchen konnten, so sprechen sie doch auf jeden Fall gegen eine äußere Einwirkung.

Aus diesen Gründen wird man nur eine Theorie gelten lassen dürfen, die die Ursache des Ausbruchs in das Innere des Sterns verlegt, und damit gelangen wir zu der Theorie von E. A. MILNE[189]). Nach seiner Ansicht ist der primäre Vorgang beim Ausbruch eines Neuen Sternes das Zusammenklappen eines Sternes gewöhnlicher Dichte zu einem weißen Zwerg, also einem Stern sehr hoher Dichte. Dieser Vorgang tritt in der Sternentwicklung in dem Augenblick ein, in dem die Leuchtkraft des Sternes auf einen bestimmten kritischen Wert herabgesunken ist. Dieser primäre Vorgang läßt eine bestimmte Menge Gravitationsenergie freiwerden, die so groß ist, daß es nicht möglich ist, diese Energie durch Konvektion oder Strahlung wegzuführen. Vielmehr wird die freiwerdende Energie einen so starken Druck auf die Photosphäre des Sterns ausüben, daß als sekundäre Erscheinung die Expansion der äußeren Sternhülle einsetzt. Nach dieser Theorie müßte jeder Stern im Laufe der Zeit diese Änderung seiner Konfiguration durchmachen und daher zu einem Neuen Stern werden. Bereits im Kapitel IV waren wir aus ganz anderen Gründen zu dem ähnlichen Schluß gekommen, daß jeder Stern mindestens einmal (sehr wahrscheinlich aber mehrere Male) das Stadium eines Neuen Sternes durchläuft. Die physikalische Erklärung im Kapitel X hat zu Ergebnissen geführt, welche die Theorie von MILNE in jeder Hinsicht zu bestätigen scheinen. Man wird daher mit Recht erwarten dürfen, in ihr die richtige Erklärung für die Ursache des Ausbruchs eines Neuen Sternes gefunden zu haben. Nach der MILNEschen Theorie sind auch die Kerne der planetarischen Nebel als zerfallene Sterne hoher Dichte und hoher Temperatur anzusehen, so daß die große Ähnlichkeit mit den Exnovae eine plausible Erklärung findet. Daß die Neuen Sterne viele Jahre nach dem Ausbruch keine Gasnebel um den Zentralstern mehr zeigen, dürfte in der Tatsache begründet sein, daß die Massen der ausgestoßenen Gasschalen nur einen sehr kleinen Bruchteil der eigentlichen Sternmasse ausmachen.

XII. Schlußbemerkung.

Wenn man die vorliegenden Ergebnisse betrachtet, so ergibt sich, daß wir, gestützt auf zahlreiche spektroskopische Beobachtungsdaten, zu einem recht anschaulichen Bild der Vorgänge gelangt sind, die sich beim Ausbruch eines Neuen Sternes abspielen. Mögen wir auch in einigen Phasen der Entwicklung noch nicht zu vollständiger Klarheit durchgedrungen sein, so ist es doch möglich, mit Sicherheit die einzelnen aufeinanderfolgenden Erscheinungen vorherzusagen. Die bei jedem Neuen Stern auftretenden charakteristischen Stadien unterscheiden sich nur durch ihre zeitliche Dauer und die in ihnen hervortretenden Größen nur durch die Beträge, die sie erreichen.

In mancher Hinsicht war eine Beziehung zu den veränderlichen Sternen angedeutet. Man braucht nur an die Nova-ähnlichen Veränderlichen zu denken, die ein ausgesprochenes Bindeglied darstellen.

Wie eng diese Verknüpfung von Veränderlichen zu den Neuen Sternen überhaupt anzusetzen ist, muß erst noch die Zukunft lehren.

Literaturverzeichnis.

[1]) Zinner: Sirius 1919
[2]) Lundmark: P A S P 33, 225 (1921)
[3]) Harv. Veröffentl.: Harv Ann 76 (1913)
[4]) Beer: M N 9, 4 (1849)
[5]) Harvard: Harv Ann 81 (1918)
[6]) Guthnick: A N 207, 124 (1918)
[7]) Guthnick: A N 207, 124, 202 (1918)
[8]) Miczaika: Zs. f. Ap 9, 326 (1935)
[9]) Adams, Joy: Pop Astr 28, 514 (1920)
[10]) Cannon: Harv Ann 76, 27 (1913)
[11]) Kulikowsky: Obs 59, 88 (1936)
[12]) Kukarkin: Parenago: N N V S 4, 251
[13]) Lundmark: P A S P 35, 95 (1923)
[14]) Lundmark: Lund Obs Circ 8, 216 (1922)
[15]) Auwers: A N 53, 293 (1848)
[16]) Lundmark: P A S P 33, 314 (1920) 34, 211 (1921)
[17]) Lundmark: Lund Meddelande Serie 2 Nr. 74 (1935)
[18]) Lunt: M N 86, 498 (1926)
[19]) Grotrian: Die Sterne 1935, 195
[20]) Huggins: Royal Soc Proc 15, 146 (1866)
[21]) Corti, Lunt: M N 79, 121 (1919)
[22]) Baxendall: P A S P 31, 237 (1919)
[24]) Merrill: Ap J 82, 429 (1935)
[25]) Guthnick: A N 210, 345 (1920)
[26]) Guthnick: A N 207, 124 (1918) 210, 345 (1920)
[27]) Berg: A N 211, 3 (1920)
[28]) Brill: A N 211, 1 (1920)
[29]) Huffer: Zs. f. Ap 13, 110 (1937)
[30]) Lampland: Ap J 52, 183 (1921)
[31]) Brill: A N 211, 1 (1920) 212, 457 (1921)
[32]) Eberhard: Publ Potsd. Bd. 23, Nr. 70
[32a]) Dufay: Publ Obs de Lyon 1.
[33]) Barbier: C P 201, 198 (1935)
[34]) Beer: Zs. f. Ap 13, 108 (1937)
[35]) Cohn: Nat 138, 127 (1935)
[36]) Adams: Mount Wilson Com. 55 (1918)
[37]) Stratton: M N 73, 380 (1913)
[38]) Curtis: Ap J 35, 233 (1912)
[39]) Kohlschütter: Ap J 36, 294 (1913)
[40]) Wright: M N 81, 191, 501 (1921)
[41]) Stratton: Handbuch der Astrophysik 6, 2 (1928)
[42]) Wright: P A S P 32, 273 (1920)
[43]) Laughlin: Ap J 84, 104 (1936)
[44]) Spencer Jones: M N 91, 777 (1930)
[45]) Grotrian: Die Sterne 1935, 199
[46]) Beals: M N 91, 966 (1930)

47) Chandrasekhar: M N 94, 522 (1934)
48) Wilson: Ap J 80, 259 (1934)
49) Gerasimovič: Zs. f. Ap 7, 335 (1932)
50) Gerasimovič: Zs. f. Ap 10, 154 (1935)
51) Moore, Shane: P A S P 31, 269 (1919)
52) Araki: Zs. f. Ap 13, 89 (1937)
53) Lundmark: P A S P 33, 314 (1921)
54) Grotrian: Die Sterne 1935, 196
55) Boyce: M N 96, 690 (1936)
56) Adams: P A S P 46, 223 (1934)
57) Grotrian: Naturwissenschaften 22, 666 (1934)
58) Plaskett: J Can R A S 12, 350 (1918)
59) Adams: P A S P 45, 301 (1933)
60) Grotrian: Zs. f. Physik 60, 302 (1929)
61) Bowen: Ap J 67, 1 (1928)
62) Zanstra: Ap 765, 50 (1927)
63) Barnard: A N 179, 199 (1912)
64) Paddock: P A S P 31, 54 (1919)
65) Wright: P A S P 32, 273 (1920)
66) Baxendall: P A S P 31, 297 (1919)
67) Grotrian: Zs. f. Ap 2, 78 (1930)
68) Bowen: Ap J 67, 1 (1928)
69) Beer: M N 96, 244 (1936)
70) Hartmann: A N 177, 113 (1908)
71) Spencer Jones: M N 94, 816 (1934)
72) Zanstra: Publ Dom Astr Obs 4, Nr. 15 (1931)
73) Mayall: P A S P 49, 101 (1937)
74) Lundmark: P A S P 33, 225 (1921)
75) Spencer Jones: M N 94, 816 (1934)
76) Lundmark: P A S P 35, 95 (1923)
77) Vorontsov-Velyaminov: A N 242, 201 (1930) 243, 165
78) Berman: P A S P 44, 320 (1932)
80) Brück: Zs. f. Ap 4, 70 (1931)
81) Bailey: P A S P 34, 554 (1921)
83) Hubble: Ap J 69, 127 (1929)
84) v. Zeipel: Pop Astr Tidscrift 10, 127
85) Lönnqvist: Lund Obs Circ 7, 135 (1932)
86) Lundmark: P A S P 35, 95 (1923)
87) Seeliger: A N 130, 393 (1892) 181, 81 (1909)
88) Hubble: Ap J 69, 127 (1929)
89) Zwicky: P A S P 48, 191 (1936)
90) Adams: Handbuch der Astrophysik 6, 2 (1928)
91) Hubble: Ap J 69, 127 (1929)
92) Humason: P A S P 44, 381 (1932)
93) Lundmark: Lund Obs Circ 10, 317 (1934)
94) Campbell: Ap J 83, 173 (1936)
95) Lundmark: Lund Obs Circ 10, 317 (1934)
96) Ludendorff: Handbuch der Astrophysik 6, 2 (1928)
97) Gaposchkin: Ap J 83, 173 (1936)
98) Vogel: A N 112, 283, 302, 387 (1885)
99) Huggins, Maunder Obs 8, 333 (1885)
100) Humason: P A S P 48, 111 (1936)
101) Nicholson: P A S P 48, 110 (1936)
102) Shane: Lick Obs Bull 8, 134 (1914)
103) Hubble: P A S P 48, 108 (1936)
104) Baade: P A S P 48, 226 (1936)

105) Baade, Zwicky: Proc Nat Acad Sci 20, 254, 259 (1934)
106) Regener: Naturwissenschaften 22, 667 (1934)
107) Hubble, Moore: P A S P 48, 108 (1936)
108) Lundmark: Lund Obs Circ 8, 216 (1932)
109) Vogel: A N 158, 33 (1902)
110) Wolf: A N 158, 175 (1902)
111) Antoniadi: A N 158, 33 (1902)
112) Perrine: A J 22, 60 (1901)
113) Wolf: A N 157, 143, 161 (1902)
114) Perrine: A N 157, 345 (1901)
115) Barnard: Harv Bull 622, 644—646
116) Barnard: A N 204, 15 (1916)
117) Aitken: P A S P 32, 232 (1920) 33, 219 (1921)
118) Moore, Shane: P A S P 32, 232 (1920)
119) Moore: P A S P 31, 269 (1919)
120) Wright: Lick Obs Bull 10, 30, 32 (1922)
121) Davidovich: A N 221, 257 (1923)
122) Lundmark: P A S P 33, 316 (1921)
123) Wright: Lick Obs Bull 10, 30 (1922)
124) Steavenson: M N 93, 653 (1933)
125) Neubauer: M N 92, 19 (1932)
126) Finsen: M N 86, 489 (1926)
127) van den Bos: M N 92, 191 (1931)
128) Innes: M N 92, 19 (1931)
129) Bowen: Ap J 67, 1 (1928)
130) Bos, Finsen: M N 92, 19 (1931)
131) Kuiper: P A S P 48, 228, 267 (1936)
132) Biesbroeck: Ap J 82, 432 (1935)
133) Bos, Finsen: M N 92, 19 (1931)
134) Merrill: Lick Obs Bull 8, 24 (1913)
135) Frost: Ap J 35, 256 (1912)
136) Merrill: Ap J 78, 133 (1933)
137) Ch. Ing-Sung Yue: P A S P 39, 112, (1927)
138) Struve: Ap J 81, 66 (1935)
139) Gerasimovič: Harv Bull 852, 857
140) Adams: Lick Obs Bull 8, 24 (1913)
141) Beals: Lick Obs Bull 8, 24 (1913)
142) Beals: M N 92, 677 (1931)
143) Dufay: Zs. f. Ap 13, 36 (1937)
144) Wilson: Lick Obs Bull 8, 24 (1913)
145) Gill: M N 61, 66 (1900)
146) Moore, Shane: Lick Obs Bull 8, 55 134 (1914)
147) Sanford: P A S P 38, 117 (1926)
148) Merrill: Ap J 67, 391 (1928)
149) Russell: Ap J 64, 194 (1926)
150) Spencer Jones: M N 91, 794 (1930)
151) Lunt: Ap J 77, 348 (1933)
152) Cannon: Harv Ann 76, 27 (1913)
153) Plaskett: Publ Obs Vict 4, 119 (1928)
154) Hogg: P A S P 44, 328 (1932)
155) Adams Joy: Pop Astr 28, 514 (1926)
156) Humason: P A S P 32, 200 (1920)
157) Pickering: H C Obs Circ 76 (1904)
158) Adams, Joy: P A S P 45, 249 (1933)
159) Müller: A N 250, 71, 143 (1933)
160) Adams, Joy: P A S P 45, 301 (1933)
161) Grotrian: Naturwissenschaften 32, 666 (1934)

[162] Wilson: Ap J 80, 344 (1934)
[163] Hoffleit: HCOB 892 (1933)
[164] Plaskett: MN 87, 31 (1927)
[165] Stratton: Handbuch der Astrophysik 6, 2 (1928)
[166] Adams: Pop Astr 28, 514 (1926)
[167] Wolf: PASP 31, 226 (1919)
[168] Shapley: PASP 31, 226 (1919)
[169] Berman: PASP 44, 320 (1932)
[170] Beer: MN 97, 231 (1936)
[171] Davidovich: AN 221, 257 (1923)
[172] Hachenberg: Zs. f. Ap 10, 366 (1935)
[173] Wilsing: AN 208, 191 (1918)
[174] Zanstra: Publ Dom Astr Obs 4 Nr. 15 (1931)
[175] Laughlin: AJ 45, 145 (1936)
[176] Gaposchkin: IBAA 46, 42 (1936)
[177] Kosirev: Zs. f. Ap 7, 320 (1933)
[178] Grotrian: Zs. f. Ap 13, 236 (1937)
[179] Grotrian: Zs. f. Ap 13, 221 (1937)
[180] Bowen: Ap J 67, 1 (1928)
[181] Eddinghton: MN 88, 134 (1927)
[182] Pearce: PASP 49, 148 (1937)
[183] Finsen: MN 88, 488 (1927)
[184] Kuiper: PASP 47, 228, 267 (1935)
[185] Biesbroeck: Ap J 82, 433 (1935)
[186] Seeliger: AN 130, 393 (1892) 181, 81 (1909)
[187] Halm: Proc Royal Soc. 25, 513 (1904)
[188] Hubble: Ap J 69, 130 (1929)
[189] Milne: MN 86, 459 (1926)

Lebenslauf.

Am 18. Dezember 1911 wurde ich als Sohn des Regierungsbausekretärs Johannes Tuchenhagen und seiner Ehefrau Elisabeth, geb. Krüger, in Brandenburg (Havel) geboren. Wegen dienstlicher Versetzung siedelte mein Vater 1914 an das preußische Hochbauamt in Wittstock (Dosse) über, wo ich die Vorschule und das Reform-Realgymnasium bis zur Untersekunda besuchte. Da mein Vater 1927 an die Regierung nach Frankfurt (Oder) versetzt wurde, besuchte ich das dortige Reform-Realgymnasium und bestand Ostern 1932 das Abiturientenexamen. Dann bezog ich die Universität Berlin und widmete mich dem Studium der Astronomie, Physik und Mathematik. Im Frühjahr 1934 genügte ich meiner studentischen Arbeitsdienstpflicht.

Die Anregung zu der vorliegenden Arbeit verdanke ich Herrn Prof. Dr. P. Guthnick, der mir seine wertvolle Unterstützung angedeihen ließ. Ihm bin ich zu besonderem Dank verpflichtet.